
Google

Julius Scheiner

Populäre Astrophysik



WARREN J. VINTON.

OCT - 1908.





Ritchey photogr.

Nebel N. G. C. 6992 im Schwan.

Populäre Astrophysik

Von

Dr. J. Scheiner
a. o. Professor der Astrophysik an der Universität Berlin,
Hauptobservator am Astrophysikalischen Observatorium bei Potsdam

Mit 30 Tafeln und 210 Figuren im Text

BG

Leipzig und Berlin
Druck und Verlag von B. G. Teubner
1908

Vorwort.

Die „Populäre Astrophysik“ stellt im wesentlichen den Inhalt einer Reihe von Vorlesungen dar, die ich an der Berliner Universität als Einleitungen in die Gebiete der Spektralanalyse, Photometrie und Photographie der Gestirne gehalten habe. Der Zweck dieser Vorlesungen bestand darin, die Studierenden der Astronomie mit den Methoden und Resultaten der astrophysikalischen Forschung soweit bekannt zu machen, daß bei dem nachherigen, mehr in die Tiefe gehenden Studium die Möglichkeit vorhanden war, alles Spezielle aus dem Gesichtspunkt der Allgemeinheit und Einheitlichkeit zu betrachten, wie dies für jedes Gebiet der Wissenschaften erforderlich ist.

Wenn ich mich dazu entschlossen habe, diese Vorlesungen in veränderter äußerer Anordnung und erweiterter Form als „Populäre Astrophysik“ zu veröffentlichen, so ist hauptsächlich hierfür die Tatsache maßgebend gewesen, daß auch in den nichtwissenschaftlichen Kreisen diesem Gebiete mehr und mehr Aufmerksamkeit zugewendet wird.

Das allgemeinste Interesse von allen exakten Wissenschaften findet seit langen Jahren aus leicht ersichtlichen Gründen immer noch die Astronomie; ein Zeichen hierfür ist die große Zahl der Populären Astronomien, die in immer neuen Auflagen erscheinen. In diesen Werken ist aber wegen des gewaltigen Gebietes, das in denselben dargeboten ist, der jüngste Zweig der Astronomie, die Astrophysik, nicht in dem Maße ausführlich behandelt, wie es zum Verständnis und zur Würdigung der gerade auf diesem Spezialgebiet in den letzten Jahrzehnten erreichten Fortschritte erforderlich erscheint. Diese Lücke, die in unserer populärwissenschaftlichen Literatur bisher vorhanden war, habe ich versucht, in dem vorliegenden Werk auszufüllen, nicht ohne gewisse Bedenken, die sowohl durch die allgemeine Schwierigkeit eines derartigen ersten Versuches als auch durch den außerordentlich großen Umfang des vorhandenen Materials wohl begründet sind.

Die Hauptschwierigkeit bestand in der Einschränkung, d. h. in der Verzichtleistung auf die Herstellung eines „Handbuches der Astrophysik“, geeignet als Nachschlagewerk für den Fachgenossen.

So ist denn die „Populäre Astrophysik“ nur für den gebildeten Laien bestimmt und nicht für die Astronomen und Astrophysiker. Sie enthält nur eine Auswahl aus dem Vorhandenen, entsprechend meiner subjektiven Anschauung und also sicherlich zuweilen im Widerspruche mit den Ansichten anderer; sie ist überhaupt vielfach eine Darbietung meiner eigenen Arbeiten und Gedanken auf dem Gesamtgebiet der Astrophysik, die ich in den drei Lehrbüchern „Spektralanalyse der Gestirne“, „Photographie der Gestirne“ und „Strahlung und Temperatur der Sonne“, ferner

in dem allgemein verständlich verfaßten Werkchen „Der Bau des Weltalls", sowie in zahlreichen Aufsätzen veröffentlicht habe. In bezug auf die Astrophotometrie habe ich mich vielfach auf das Werk von G. Müller „Photometrie der Gestirne" stützen können, besonders bei der Beschreibung der photometrischen Apparate.

In Rücksicht auf den Leserkreis habe ich mich bemüht, mathematische Betrachtungen nach Möglichkeit zu vermeiden; wo dies nicht angängig war, sind dieselben etwa dem Standpunkt eines Gymnasialabiturienten angepaßt. Die zum Verständnis notwendigen astronomischen Kenntnisse habe ich natürlich voraussetzen müssen, soweit sie in den vorhandenen Populären Astronomien gegeben sind.

Bei der jetzigen Vollkommenheit photographischer Reproduktionen war es möglich, den Grundsatz zur vollen Geltung zu bringen, daß direkte Anschauung wertvoller ist als ausführliche Beschreibung; ich habe daher dem Buche eine große Zahl von Tafeln und Figuren beigefügt.

Die photographischen Abzüge zu einem größern Teile der Tafeln sind mir in freundlichster Weise von dem Direktor der Yerkes-Sternwarte, Herrn Prof. Frost, zur Verfügung gestellt worden. Bei der Korrektur der Druckbogen habe ich mich der wertvollen Unterstützung seitens des Herrn Prof. Biehl zu erfreuen gehabt; den genannten Herren möchte ich auch an dieser Stelle meinen verbindlichsten Dank aussprechen.

Mit besonderer Anerkennung muß ich erwähnen, daß die Verlagsbuchhandlung keine Kosten und Mühen gescheut hat, meinen Ansprüchen in bezug auf die bildlichen Darstellungen und die äußere Ausstattung des Buches entgegenzukommen.

Potsdam, im November 1907.

J. Scheiner.

Inhaltsverzeichnis.

Quellenangaben zu den Abbildungen.

Von den 210 Textfiguren und 30 Tafeln sind 57 Textfiguren und 9 Tafeln aus anderen Werken entnommen worden; die Clichés wurden von den betreffenden Verlagsbuchhandlungen freundlichst geliefert, oder es wurde die Erlaubnis zur Reproduktion erteilt.

1. W. Engelmann in Leipzig.
   J. Scheiner, Die Spektralanalyse der Gestirne. Die Figuren 41, 42, 49, 55, 56, 57, 59, 73, 132, 134, 135, 150, 151, 176, 177, 183.
   J. Scheiner, Die Photographie der Gestirne. Die Figuren 110, 116, 117, 119, 123, 124, 125, 126.
   — Atlas hierzu.
   Die Figuren 171, 174. Die Tafeln I, II, XVII, XVIII, XXIII, XXIV, XXX.
   G. Müller, Die Photometrie der Gestirne. Die Figuren 81, 87, 91, 92, 93, 95, 96, 97, 98, 100, 101.

2. H. Paetel in Berlin.
   Zeitschrift „Himmel und Erde". Die Figuren 138, 139, 140, 141, 142, 143, 144, 145.

3. J. Springer in Berlin.
   Zeitschrift für Instrumentenkunde. Die Figuren 58, 108, 109.

4. B. G. Teubner in Leipzig.
   J. Franz, Der Mond. Die Figur 166; die Tafel XI.
   J. Scheiner, Bau des Weltalls. Die Figur 182.
   F. Wüllner, Lehrbuch der Physik. Die Figur 2.

5. G. Westermann in Braunschweig.
   Secchi-Schellen, Die Sonne. Die Figuren 46, 128, 131, 146, 147, 148. Die Tafeln IV, V.

Einleitung.

Die Astronomie war bis in das vorige Jahrhundert hinein eine universelle Wissenschaft, insofern sie alle Erscheinungen umfaßte, die sich innerhalb und außerhalb der Atmosphäre abspielten, dabei aber auch die Erde als selbständigen Himmelskörper in den Kreis ihrer Forschungen zog. Das 19. Jahrhundert, in welchem sich ein ungeheurer Aufschwung des Naturerkennens vollzogen hat, der seinerseits wieder mit einer außerordentlichen Vermehrung der Spezialkenntnisse verbunden war, hat auch für die Astronomie, insbesondere aber für gewisse Spezialzweige derselben, das Arbeitsgebiet vervielfacht, so daß es schließlich für einen Forscher zur Unmöglichkeit wurde, den Überblick über das Ganze zu behalten und sich auf allen Einzelgebieten zu betätigen; selbst ein Bessel oder Gauß würde heute dazu nicht mehr imstande sein.

Es war daher eine unausbleibliche Folge dieses Aufschwungs, daß diejenigen Gebiete der Astronomie, die schließlich doch nur formal mit ihr zusammenhingen, indem sie ihrerseits der Astronomie als Grundlage oder als Hilfswissenschaft bedurften, sich von ihr abtrennten und als selbständige wissenschaftliche Forschungsgebiete auftraten, die teilweise jetzt schon einen solchen Umfang angenommen haben, daß weitere Abtrennungen bereits erfolgt sind und auch noch andere bevorstehen.

Die drei selbständig gewordenen Spezialgebiete sind die Geodäsie, die Meteorologie und die Astrophysik. Die Geodäsie betrachtet, im weitesten Sinne genommen, die Begrenzung des Erdkörpers und dessen dynamische Eigenschaften als ihr Arbeitsgebiet. Sie ermittelt die Figur und Größe der Erde mit Hilfe von Gradmessungen und Schwerebestimmungen und stellt die Abweichungen und zeitlichen Veränderungen, denen die festen und flüssigen Teile der Erdoberfläche unterworfen sind, fest. Sie steht mit der Astronomie in unmittelbarstem Zusammenhange, indem ihre Aufgaben nur unter Benutzung der sorgfältigsten astronomischen Orts- und Zeitbestimmungen zu lösen sind. Die Meteorologie beschäftigt sich mit Feststellung und Untersuchung aller Vorgänge in der Atmosphäre, die, im allgemeinen von großer Komplikation, wesentlich von der Bestrahlung durch die Sonne abhängen; sie steht mit der Astronomie durch das Verhältnis der Erde zur Sonne und in gewissem Sinne zum Monde in Verbindung. Durch die zur Meteorologie gehörenden Gebiete des Erdmagnetismus und der Luftelektrizität hat sie auch enge Beziehungen zur Astrophysik.

Die Astrophysik ist die jüngste der abgetrennten Wissenschaften, wenn ihre ersten Anfänge naturgemäß auch weit zurückreichen. Ihr eigentlicher Beginn ist in den Anfang der sechziger Jahre des vorigen Jahrhunderts zu setzen; er ist die unmittelbare Folge der Kirchhoffschen Begründung der Spektralanalyse. So einfach die direkte Übersetzung des Wortes Astrophysik in die Lehre von der Anwendung der Physik (inkl. Chemie) auf die Himmelskörper ist, so schwierig ist die genaue Feststellung der Grenzlinie zwischen Astronomie und Astrophysik, da beide Gebiete an den verschiedensten Punkten ineinander übergreifen. Man kommt vielleicht am besten zum Ziele, wenn man versucht, das Gebiet der Astronomie abzugrenzen und alles dasjenige, was außerhalb dieser Grenzen liegt und nicht den schon erwähnten Abzweigungen angehört, als Astrophysik bezeichnet. Das Gebiet der Astronomie umfaßt alles, was mit der Ortsbestimmung am Himmel zusammenhängt, d. h. also mit der Winkelmessung, mit der Bestimmung der Richtung, unter welcher ein Gestirn oder bei ausgedehnten Objekten ein bestimmter Punkt eines Gestirns gegenüber anderen festgelegten Richtungen erscheint. Bei bewegten Objekten ergibt sich hieraus als Aufgabe der Astronomie die Festlegung der scheinbaren Bahn am Himmel. Das stellt etwa in einem kurzen Satze die gesamte umfangreiche Aufgabe der praktischen oder sphärischen Astronomie dar, einschließlich der dazu erforderlichen Beobachtungsinstrumente. Es ist nun weiter die Aufgabe der theoretischen Astronomie, unter Zugrundelegung des Gravitationsgesetzes, aus den Beobachtungen die wirklichen Bahnen der Himmelskörper, sowohl im Sonnen- als auch im Fixsternsystem, mit anderen Worten die mechanische Konstitution des uns zugänglichen Weltalls zu ermitteln. Alles übrige der Himmelsforschung gehört zur Astrophysik, und was ist nun dieses Übrige? Das ist sowohl die praktische als auch die theoretische Anwendung der Physik, wobei die Chemie immer als eingeschlossen, die Mechanik aber als ausgeschlossen zu betrachten ist, auf die Beobachtung und auf die Erforschung des Wesens der Himmelskörper. Wir werden sehen, daß aus praktischen Gründen und aus der historischen Entwicklung aber die Grenze erweitert werden muß.

Mit einer einzigen Ausnahme werden uns die Vorgänge im Weltall allein durch den Lichtstrahl mitgeteilt. Diese Ausnahme ist aber gerade sehr gut geeignet, den einfachsten und klarsten Fall der Grenzlinie zwischen Astronomie und Astrophysik festzulegen. Ein helles Meteor leuchtet plötzlich am Himmel auf, zieht seine glänzende Bahn, um nach wenigen Augenblicken unter explosionsartigen Erscheinungen zu verschwinden und in Stücke zertrümmert auf die Erde niederzufallen. Aus der Beobachtung des Meteors vermag der Astronom zu berechnen, in welcher Bahn es in den Anziehungsbereich der Erde gelangt ist; ob es, in elliptischer Bahn sich bewegend, bereits schon länger unserem Sonnensystem angehört hat, oder ob es, mit hyperbolischer Geschwindigkeit eilend, aus den fernen Teilen des Weltalls kommt. Der Chemiker aber, der die aufgefundenen Teile des Meteors auf ihre Bestandteile untersucht und die in ihm enthaltenen Gesteine und Metalle fest-

stellt, der ist in diesem, sonst einzig dastehenden Falle der Astrophysiker, der über die physische Herkunft des Meteors Auskunft zu erhalten versucht.

Mit der eben geschilderten Ausnahme stellt also der Lichtstrahl allein die Verbindung her zwischen dem menschlichen Verstande und der Welt der Gestirne; hierbei ist aber gleich darauf aufmerksam zu machen, daß Lichtstrahl als ein umfassender Begriff zu betrachten ist, der seinen Namen nur von der auffälligsten seiner Eigenschaften hat, während er auch sowohl chemische als thermische Wirkungen ausübt; und es ist klar, daß die Beobachtungsmethoden je nach der Art und Weise, wie der Lichtstrahl benutzt werden soll, ob direkt durch seine Wirkung auf das Auge oder durch seine chemische Wirkung auf die photographische Platte oder durch seine Wärmewirkung, sehr verschieden sind. Aber auch abgesehen hiervon kommen dem Lichtstrahl, der, wie hier zunächst als bekannt vorausgesetzt werden soll, als die Fortpflanzungsrichtung von Schwingungen des Äthers zu betrachten ist, drei Eigenschaften zu: 1. die Richtung des Strahls selbst, 2. die Länge der Ätherwellen und 3. die Höhe der Amplitude der Ätherwellen. Wir haben nun eben gesehen, daß alles, was mit der Ermittlung der Richtung zusammenhängt, in das Gebiet der Astronomie gehört, die Eigenschaft 1 scheidet also für uns hier vollständig aus. Auf die beiden anderen Eigenschaften beziehen sich nun dagegen die beiden Hauptgebiete der Astrophysik. Alles, was mit der Untersuchung über die Länge der Ätherwellen zusammenhängt, bildet die Lehre von der Spektralanalyse; die Betrachtung über die Höhe der Amplitude der Wellen führt zur Lehre von der Photometrie. Dazu hat sich nun in neuester Zeit auch die Messung der Wärmestrahlung oder, besser gesagt, der Gesamtenergie der von Himmelskörpern, speziell der Sonne, ausgesendeten Strahlung in außerordentlicher Weise entwickelt, so daß sie als ein selbständiger Zweig der Astrophysik zu betrachten ist. Die Spektralanalyse ist die Untersuchung oder Analyse der Zusammensetzung der von leuchtenden Objekten kommenden Strahlung. Je nach der Wirkung der Strahlung können die spektroskopischen Untersuchungen direkt optische oder photographische oder auch thermische sein. Die eigentliche Photometrie ist heute noch beschränkt auf die optische und photographische Art der Untersuchung. Die thermische Untersuchung bildet ein Gebiet für sich, welches in seiner praktischen Anwendung aus sehr einfachen Gründen fast gänzlich auf die Sonne beschränkt bleibt.

Es erhebt sich nun die Frage, wo die Himmelsphotographie, jene seit zwei Jahrzehnten aufgeblühte Hilfstechnik, unterzubringen ist. Die Himmelsphotographie stellt einen in vielen Beziehungen außerordentlich wertvollen Umweg dar zur Bestimmung von Richtungsverschiedenheiten am Himmel. Ob die Winkeldistanzen am Himmel direkt gemessen werden, oder erst auf der Abbildung auf der photographischen Platte, ist prinzipiell gleichgültig. Logischerweise muß also die Himmelsphotographie zur Astronomie und nicht zur Astrophysik gerechnet werden. Aber die praktische Ausübung der Himmelsphotographie erfordert gewisse physikalisch-chemische Kennt-

nisse und Geschicklichkeiten, die der Astronom nicht ohne weiteres besitzt. Es ist daher aus rein technischen Gründen die Himmelsphotographie wesentlich in den Händen der Astrophysiker zur Vervollkommnung gelangt, und sie soll daher ihrer historischen Entwicklung nach vorläufig noch wenigstens teilweise zur Astrophysik gerechnet werden.

Wir sind über die eingangs erwähnten Schwierigkeiten, die Grenze zwischen Astronomie und Astrophysik festzusetzen, nur zum Teil hinübergekommen, bis jetzt nur insofern, als sie sich auf die Beobachtungsmethoden beziehen; sie stellen sich von neuem ein, wenn wir auch die Verarbeitung der Beobachtungsresultate ins Auge fassen. Es wird sich das am besten durch einige Beispiele erläutern lassen. Die spektroskopische Beobachtung der Himmelskörper ist zweifellos in das Gebiet der Astrophysik einschlägig; wenn aber diese Beobachtungen zu Resultaten über die Bewegung von Himmelskörpern führen, wenn sie beispielsweise lehren, daß ein scheinbar einfacher Stern aus zwei sich nach dem Gravitationsgesetze umeinander bewegenden Körpern besteht, dann gehört die Bestimmung der Bahnen dieser beiden Körper ebenso zweifellos in das Gebiet der Astronomie. Oder wenn durch rein astronomische Ortsbestimmung die scheinbare Bewegung eines Flecks auf der Sonne bestimmt wird, dann gehört die Erforschung der Ursache dieser Bewegung, die nicht nach dem Gravitationsgesetze vor sich geht, sicherlich in das Gebiet der Astrophysik. Diese Beispiele ließen sich außerordentlich vermehren. Soll nun in allen derartigen Fällen der Astrophysiker, wenn er die Trennungsgrenze erreicht hat, mit seiner Arbeit aufhören und die Fortsetzung dem Astronomen überlassen, und umgekehrt, oder soll es nicht lieber beiden erlaubt sein, je nach der Art der Aufgabe, in das andere Gebiet einzudringen, welches ja wahrlich kein feindliches, sondern ein eng verbundenes ist? Wir glauben, daß die Bejahung dieser Frage keinen Augenblick in Zweifel kommen kann, und daß es daher gestattet sein wird, auch in einer populären Astrophysik, je nach Bedürfnis, rein Astronomisches mit zur Verwertung zu ziehen. Ein etwas Zuviel in dieser Richtung dürfte verzeihlicher sein, als ein Zuwenig auf Kosten des Verständnisses. Im allgemeinen muß natürlich in einem Buche über Astrophysik das rein Astronomische zwar ausgeschlossen, aber dabei als bekannt vorausgesetzt sein: Die Astrophysik erfordert als Grundlage die Kenntnis der Astronomie, ebenso aber auch die allgemeine Kenntnis der Physik, und in dieser Beziehung gehören auch nur die speziellen, in der Astrophysik zur direkten Verwendung kommenden Gebiete der Physik in ein solches Buch hinein.

Die Anordnung des Stoffes ist hiernach eine ziemlich selbstverständliche. Die Methoden der astrophysikalischen Forschung müssen getrennt behandelt werden, haben aber sowohl die Praxis als die Theorie der betreffenden Disziplinen getrennt zu umfassen. In einem (ersten) Teile sind also in einzelnen Abschnitten zu behandeln: Die Spektralanalyse, die Photometrie, die Wärmestrahlung und die Photographie. In dem zweiten Teile sind die positiven Ergebnisse dieser Untersuchungsmethoden für die Himmelskörper

darzustellen. Wollte man dieselben aber wiederum getrennt nach den vier Abschnitten des ersten Teiles geben, so wäre damit der Endzweck des ganzen Lehrwerkes, einen Gesamtüberblick über die Errungenschaften der Astrophysik zu geben, kaum zu erreichen. Nachdem wir wissen, wie die Resultate erhalten werden, und nachdem wir die Schwierigkeiten, die dem gegenüberstehen, kennen gelernt haben, ist der fortgesetzte Nachweis des Weges nicht mehr erforderlich; es interessiert mehr, das Gesamtresultat der astrophysikalischen Forschung für die verschiedenen Arten der Himmelskörper überblicken zu können. In dem zweiten Teile sind also die Resultate, getrennt nach der Art der Himmelskörper, vorzuführen.

Zum Verständnis der zur Beobachtung dienenden Instrumente und auch zum physikalischen Verständnisse sind Erfahrungen und Theorien notwendig, auf welche immer wieder aufmerksam gemacht werden müßte. Wir haben es vorgezogen, diese allgemeinen und grundlegenden Kenntnisse in dem ersten Abschnitt vorauszuschicken.

Erster Teil.

Die astrophysikalischen Methoden.

Erster Abschnitt.

Physikalische und physiologische Grundlagen.

Erstes Kapitel.

Die Lehre von der Strahlung.

Eine allgemeine Eigenschaft der unseren Sinnen zugänglichen Materie ist die Wärme. Die Wärme ist eine Art von innerer Bewegung, bei festen und flüssigen Körpern vorstellbar durch die Annahme, daß die Moleküle eines Körpers nicht starr miteinander verbunden sind, sondern innerhalb gewisser Grenzen periodisch schwingende Bewegungen ausführen. Je stärker diese Schwingungen sind, je größer also die Intensität der Wärme ist, um so höher ist die Temperatur der Körper; Wärmeintensität und Temperatur stehen in unmittelbarem Zusammenhange. Zum Messen der Temperatur wird für gewöhnlich die mit der Temperaturzunahme verbundene Ausdehnung des Quecksilbers benutzt. Mit Null bezeichnet man die Temperatur des schmelzenden Eises, mit 100° der Skala von Celsius diejenige des bei dem Barometerstande von 760 ^{mm} kochenden Wassers. Die Temperaturen unter 0° als Kälte zu bezeichnen, wie dies im gewöhnlichen Leben meist geschieht, ist nicht richtig; es gibt überhaupt keine Kälte, sondern nur höhere oder niedere Temperaturen. Der sogenannte absolute Nullpunkt der Temperatur, d. h. derjenige Punkt, bei welchem jegliche innere molekulare Bewegung der Materie aufhört, liegt bei — 273° nach der Celsiusschen Skala. Wenn es auch gelungen ist, diesem absoluten Nullpunkte durch die Verflüssigung gewisser Gase, wie Helium und Wasserstoff, deren Siedetemperatur sehr tief liegt, ziemlich nahe zu kommen, so kann es doch niemals gelingen, diesen Punkt tatsächlich zu erreichen. Selbst im Weltall, dessen Temperatur man gewöhnlich als absolut Null bezeichnet, herrscht diese Temperatur nicht in Wirklichkeit, da jeder Körper der Bestrahlung durch die Fixsterne unterworfen ist, so daß seine Temperatur um ein Geringes oberhalb des Nullpunktes liegen muß. Durch die Definition der Wärme als Schwingung der Moleküle bei den festen und flüssigen Körpern, als geradlinige Bewegung bei den gasförmigen, ist der Temperaturbegriff an die ponderable Materie gebunden: an einer leeren Stelle des Weltalls, an der sich keine Materie befindet, gibt es überhaupt keine Temperatur, auch nicht die Temperatur 0,

wiewohl in neuester Zeit auch der Begriff einer von der Materie unabhängigen sogenannten Strahlungstemperatur eingeführt worden ist.

Die Wärme der verschiedenen Körper steht ständig untereinander in Wechselbeziehung. Jeder Körper teilt jedem anderen Wärme mit und empfängt Wärme von ihm, sei es direkt oder indirekt, gleichgültig ob sie wenige Millimeter oder viele Billionen von Kilometern voneinander entfernt sind. Dieser gegenseitige Wärmeaustausch kann auf drei verschiedene Arten erfolgen, die häufig gleichzeitig wirksam sind: durch die Leitung der Wärme, durch die Konvektion und durch die Strahlung. Der Wärmeaustausch durch Leitung erfolgt bei unmittelbarer oder durch einen dritten Körper vermittelter Berührung der zu betrachtenden Körper; derjenige durch Konvektion wird durch zwischen den Körpern befindliche bewegliche Stoffe, also durch Gase oder Flüssigkeiten bewirkt, derjenige durch Strahlung geht unmittelbar vor sich durch den leeren Raum (Äther) oder durch wärmedurchlässige (diathermane) Medien, wie Glas, Luft, Wasser, Holz. Es mögen diese drei Arten der Wärmeübertragung kurz an drei bekannten Beispielen erläutert werden. Ein erhitztes Stück Eisen, dessen Temperatur so hoch ist, daß sie beim Anfassen für die Hautnerven unerträglich ist, werde auf ein Stück Eisen von gewöhnlicher Zimmertemperatur gelegt. Nach kurzer Zeit wird sich das erstere Eisen soweit abgekühlt haben, daß man es nunmehr anfassen kann, dafür ist das kühlere Eisen merklich wärmer geworden. Hier ist der Übergang der Wärme vom einen zum anderen Körper wesentlich durch direkte Leitung erfolgt. Man erhitze den oberen Teil eines mit Wasser gefüllten Reagenzglases durch eine Spiritus- oder Bunsenflamme. Der obere Teil des Wassers wird bald ins Sieden geraten, während der untere Teil kühl bleibt und erst nach sehr langer Zeit merklich wärmer wird. Hier erfolgt der Wärmeübergang wiederum durch Leitung; da aber Wasser im Gegensatze zu Eisen ein sehr schlechter Wärmeleiter ist, so ist der Wärmeaustausch ein sehr langsamer. Erhitzt man aber den unteren Teil des Glases, so wird in sehr kurzer Zeit die ganze Wassermasse ins Sieden kommen. In diesem Falle werden die unteren Wasserschichten durch Leitung zuerst erwärmt, sie werden hierdurch leichter, steigen in Strömen in die Höhe und bewirken durch ihre Vermischung mit den kälteren Wasserteilchen, daß die ganze Wassermasse immer von nahe der gleichen Temperatur ist. Das ist die Mitteilung der Wärme durch Konvektion. Die Wärmeübermittlung durch Strahlung empfinden wir sehr deutlich, wenn wir uns von der Sonne bescheinen lassen. Hier findet die Wärmeübertragung auf eine Entfernung von 150 Millionen Kilometer durch den leeren Raum statt; es genügt aber das Dazwischenstellen eines Metallschirmes von nur Bruchteilen eines Millimeters Dicke, um diese Strahlung fast vollständig abzufangen, sie zu unterbrechen.

Man kann nun die Experimente anstellen, wie man will, man wird stets die Erfahrung machen, daß bei dem wechselseitigen Austausch der Wärme auf den drei verschiedenen Wegen die Temperatur des wärmeren

Körpers sinkt, diejenige des kälteren steigt, bis Temperaturgleichheit eingetreten ist. Es kommt niemals vor, daß der ursprünglich kühlere Körper nachher eine höhere Temperatur besäße, als der ursprünglich wärmere Körper durch Abkühlung erreicht hat, und es resultiert hieraus ein höchst wichtiges Naturgesetz, welches als der zweite Hauptsatz der mechanischen Wärmetheorie bezeichnet wird: Es kann niemals die Temperatur eines wärmeren Körpers durch einen kühleren Körper vermehrt werden. Das Ende aller gegenseitigen Wärmemitteilungen ist die Herstellung einer gleichen Temperatur für alle in Betracht kommenden Körper: Das schließliche Ende des Weltalls ist ein Zustand, bei welchem die ganze Materie die gleiche Temperatur besitzt.

Ein weiteres, für alle physikalischen Betrachtungen wichtiges Grundgesetz ist dasjenige von der Erhaltung der Kraft oder der Energie. In einem für sich abgeschlossenen System von Körpern ist die Summe aller Kräfte eine unveränderliche, eine konstante. Es bezieht sich das sowohl auf die äußeren Kräfte, die durch mechanische Ortsveränderungen zur Wahrnehmung gelangen, als auch auf die inneren, die als Elektrizität, chemische Kraft oder vor allem als Wärme in den Bereich unserer Sinne treten. Die Kraft, die an der einen Stelle oder in einer bestimmten Erscheinungsform scheinbar verschwindet oder verloren geht, wird eben in andere Formen umgesetzt, auch wenn dieselben nicht ohne weiteres oder unmittelbar wahrgenommen werden können. Die gewaltige lebendige Kraft, die durch einen schnellfahrenden Eisenbahnzug sich außerordentlich auffällig darbietet, ist durch scharfes Bremsen in wenigen Sekunden scheinbar vernichtet. Aber nur scheinbar; sie hat sich in vielerlei Kräfteformen umgesetzt, die nur nicht so augenfällig sind. Der größere Teil ist durch Reibung in Wärme verwandelt worden, die sich durch Temperaturerhöhung der Schienen, Räder und Bremsklötze kundgibt, ein Teil davon hat sogar zur chemischen Zersetzung gedient, indem die hölzernen Bremsklötze an der Reibungsfläche versengt werden, wie durch den Geruch deutlich wahrzunehmen ist; auch durch Funkensprühen machen sich starke Temperaturerhöhungen merklich. Ein anderer Teil der lebendigen Kraft des Zuges hat zur mechanischen Abnutzung der Schienen und Radkränze geführt, wieder ein anderer ist in Schallwellen umgesetzt worden usw.

Wir wissen nunmehr, daß auch bei Strahlungsvorgängen, mit denen wir uns in folgendem näher bekannt machen wollen, ein Verlust von Energie nicht stattfinden kann, so sehr auch manches Phänomen dies zu beweisen scheint; die exakte Forschung ist stets in der Lage, den Verbleib der scheinbar verlorenen Energie nachzuweisen.

Es möge nun zuerst versucht werden, ein Bild von dem Wesen und der Ursache der Strahlung zu machen, die uns die Existenz von unvorstellbar weit entfernten Himmelskörpern verrät und gleichzeitig sogar Aufschluß über deren physische Konstitution liefert. Wir haben mit Absicht den Ausdruck gebraucht, uns ein Bild der internen Strahlungsvorgänge zu entwerfen,

denn mehr können wir nicht leisten. Das Kausalitätsbedürfnis treibt den denkenden Menschen immer aufs neue wieder an, zu versuchen, das innere Wesen der Dinge und Kräfte zu erforschen und schließlich die letzte Ursache alles Seins klarzulegen. Das ist aber ein ganz törichtes Beginnen, insbesondere innerhalb der exakten Naturwissenschaften. Das Denken allein, so wie es etwa die alten Philosophen betrieben, führt zu nichts Reellem, dadurch werden nur künstliche Systeme geschaffen, die eine Bedeutung für das Naturganze nicht besitzen. Die exakte Naturforschung kommt auch nicht wesentlich weiter; sie kann nur den einzigen Weg einschlagen, durch die Naturbeobachtung, resp. durch das Experiment, alle sich bietenden Phänomene unter allgemeinen Gesichtspunkten und Bildern zusammenzufassen. Diese Bilder nennen wir Hypothesen, und es ist von einer brauchbaren Hypothese unbedingt zu verlangen daß keine in ihren Kreis gehörende Naturerscheinung ihr widerspricht. Jede Hypothese hat also nur eine gleichsam negative Gültigkeit; man kann niemals behaupten, diese Hypothese ist die richtige und wahre, sondern man kann im besten Falle nur von ihr sagen, daß bisher nichts Nachteiliges über sie bekannt geworden sei. Das kann sich aber mit jedem Augenblick ändern, und wird nur ein einziger Widerspruch festgestellt, so ist damit die ganze Hypothese unbrauchbar. Alle Hypothesen und Naturerklärungen beruhen in letzter Instanz auf Wahrnehmungen, also auf sinnlichen Einwirkungen, sie sind demnach stets mit sinnlichen Vorstellungen behaftet. Welcher ernste Forscher möchte aber so wenig bescheiden sein, zu glauben, daß sein an die Materie eng verknüpftes Denkvermögen aus sinnlichen Wahrnehmungen reelle Schlüsse auf das Übersinnliche, das Transzendente, zu ziehen imstande wäre? Gerade der ernste Gelehrte ist sich, im Gegensatze zum Laien, bewußt, daß alle seine Theorien und Hypothesen, soweit sie sich auf das Transzendente beziehen — und hierhin gehört für den Naturforscher das Wesen der Materie und der Kräfte —, nur formale Bedeutung besitzen; daß sie zwar imstande sind, alle bisher beobachteten Erscheinungen in ihren Rahmen zu fassen, auch häufig bisher unbekannte Erscheinungen vorauszusagen; daß sie aber nur ein sinnliches Bild geben. Häufig sind zwei ganz differente Hypothesen imstande, die in ihren Bereich gehörenden Naturerscheinungen zu erklären, obgleich in Wirklichkeit beide nebeneinander unmöglich bestehen können. Nach langer Zeit wird dann endlich ein Experiment gefunden, welches entweder mit einer dieser Hypothesen in Widerspruch steht, also zugunsten der anderen entscheidet, oder sogar zu beiden nicht paßt und die Aufstellung einer dritten Hypothese erfordert.

In einer solchen Lage befinden wir uns zurzeit in betreff der Deutung der Strahlung. Wer hat nicht davon gehört, wie in den letzten Jahrzehnten die von Maxwell mathematisch aufgestellte und von Hertz experimentell begründete elektromagnetische Lichttheorie immer mehr an Boden gewinnt gegenüber der bis dahin von den Physikern benutzten mechanischen Vibrationstheorie des Lichtes? Und wie wiederum erst seit den letzten Jahren die

elektrische Jonentheorie immer mehr in alle Gebiete der Physik hineingreift? Ein populäres Werk ist nicht der Ort, solche Streitfragen zu behandeln; es genügt hier, auf die ungemeine Wichtigkeit derartiger neuer Theorien und Hypothesen für das Fortschreiten der Physik und Naturerkenntnis hinzuweisen, aber auch die trotzdem bestehende völlige Unkenntnis vom Wesen der Dinge und Kräfte zu betonen. Es genügt für uns, ganz kurz diejenige Vorstellung von der Ursache und dem Wesen der Strahlung anzugeben, welche allen bisherigen Erfahrungen auf das vollkommenste entspricht.

Hiernach haben wir anzunehmen, daß das ganze Weltall mit einem Etwas angefüllt ist, welches die Physiker Äther nennen, und welches der Wahrnehmung durch unsere Sinne direkt nicht zugänglich ist.

Der Äther ist von einer unvorstellbar hohen Feinheit; er durchdringt alle Körper und setzt deren Bewegung ein merkliches Hindernis nicht entgegen. Im Gegensatze zu der durch unsere Sinne unmittelbar faßbaren Materie, die ganz universell dem allgemeinen Gesetze der Anziehung unterworfen ist, und die daher die ponderable Materie genannt wird, ist der Äther dieser Anziehung nicht unterworfen, er ist ein Imponderabilium. Außer seiner Allgegenwart ist als einzige positive Eigenschaft des Äthers seine absolute Elastizität angenommen, d. h. nach einer etwaigen Zusammendrückung nimmt er, nach Aufhören der zusammendrückenden Ursache, seine frühere Dichtigkeit absolut genau wieder an. Es sei hier in Parenthese bemerkt, daß die Annahme von dem Vorhandensein des nicht in die Erscheinung tretenden Äthers deshalb eine Notwendigkeit ist, weil sonst die Wirkung entfernter Körper aufeinander nach unserem Begriffsvermögen undeutbar wäre. Die Fortpflanzung von Kräften durch einen absolut leeren Raum ist für uns unvorstellbar. Während nun der Äther der Bewegung eines Körpers, d. h. einer Ansammlung von ponderabler Materie, nach dem Obigen keinen Widerstand entgegensetzt, so ist er doch innerhalb eines Körpers nicht unabhängig von letzterem; er befindet sich innerhalb desselben etwa in einem dichteren Zustande als im freien Raume und wird bei der inneren Arbeit der ponderablen Materie in Mitleidenschaft gezogen. Nach der uralten atomistischen Theorie der Materie, aus der allein man auch heute noch die Eigenschaften der Wärme, der Elastizität usw. erklären zu können glaubt, besteht die Materie aus kleinsten, d. h. nicht weiter zerlegbaren Teilchen, den Atomen, die sich ihrerseits zu mehr oder weniger umfassenden Komplexen, den Molekülen zusammenschließen und damit die Verschiedenheiten der chemischen Elemente und ihrer Verbindungen liefern. Nur beim absoluten Nullpunkt der Wärme denkt man sich diese Moleküle starr miteinander verbunden, oberhalb desselben ist gegenseitige Verschiebung nicht bloß möglich, sondern auch stets vorhanden; von der Verschiebbarkeit bis zur freien Beweglichkeit hängen die Aggregatzustände der chemischen Stoffe vom festen bis zum gasförmigen Zustande ab.

Die Wärme ist nun eine Art von Bewegung und zwar einer periodischen Bewegung, die sich innerhalb der ponderablen Materie abspielt, sei es

in dem Sinne, daß die Moleküle als solche periodische Bewegungen (Schwingungen, Rotationen) ausführen, oder daß auch noch elektrische Schwingungen innerhalb der Atome oder Moleküle stattfinden, d. h. daß ein schneller Wechsel des elektrischen Potentials oder der elektrischen Dichte innerhalb eines Moleküls vor sich geht. Solange wir das Wesen der Elektrizität nicht kennen, ist letzteres eigentlich nur ein Wort für einen Begriff, doch werden wir auf diesen Punkt noch einmal zurückkommen müssen. Wie nun aber auch diese Bewegung beschaffen sein mag, so viel ist auf Grundlage der angeführten Annahmen sicher, daß sie eine periodische ist, daß sie den die Atome umgebenden Äther in Mitleidenschaft zieht und in ihm einen Schwingungszustand erzeugt, den man die Strahlung nennt, und der sich wegen der absoluten Elastizität des Äthers ohne Verlust in den leeren Raum hinein bis zu den unvorstellbar weitesten Entfernungen fortpflanzt.

Es ist eine allgemeine Eigenschaft elastischer Medien, periodische Schwingungen fortzupflanzen und damit Energie von einem Orte zum anderen zu führen. Es sei hier an das bekannte Beispiel des Schalles erinnert. Wird eine Stimmgabel angeschlagen, so sieht man deutlich die Schwingungen der Zinken, die umgebende Luft wird ebenfalls in Schwingungen versetzt, welche sich fortpflanzen und, wenn sie in unser Ohr gelangen, die sinnliche Wahrnehmung eines Tones erwecken. Soweit ist im allgemeinen Analogie vorhanden, die aber im speziellen verschwindet. Zunächst geht die Fortpflanzung nicht ins Ungemessene weiter, sondern sie wird auf verhältnismäßig kurze Strecken bereits verschwindend gering. Die Luft ist eben kein absolut elastisches Medium, ihre Schwingungen sind mit Reibung verbunden, die allmählich die Energie der Schwingungen aufzehrt, indem sie sie in Wärme umsetzt. Aber auch das Wesen der Schwingungen ist beim Schall ein ganz anderes als bei der Strahlung. Die Hin- und Herbewegung der Stimmgabelzinken bewirkt fortgesetzte Verdichtung und Verdünnung der Luft, d. h. die Luftteilchen bewegen sich beim Schwingen in der Fortpflanzungsrichtung des Schalles hin und her, es entstehen Longitudinalwellen. Die inneren Wärmebewegungen der Körper verursachen aber eine periodische Bewegung der Ätherteilchen, welche senkrecht zur Fortpflanzungsrichtung vor sich geht, es entstehen Transversalschwingungen, wie sie in einer gespannten Violinsaite auftreten. In der beistehenden Fig. 1 möge die Pfeilachse die Richtung der Strahlung, den Strahl, darstellen. Dann ändern die Ätherteilchen ihre Lage in bezug auf die Strahlrichtung gar nicht, sondern sie schwingen, wie die senkrechten Striche andeuten. Die Stellen a, an denen die stärksten Ortsveränderungen (Exkursionen) der Teilchen stattfinden, heißen die Wellenbäuche; die Stellen b, an denen die Ortsveränderung Null ist, heißen die Schwingungsknoten; die Entfernung von a bis a oder von b bis b bezeichnet man als die Wellenlänge. Es sei hier

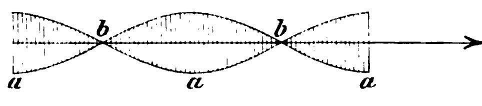


Fig. 1.

kurz darauf aufmerksam gemacht, daß für gewöhnlich die Schwingungen nicht in einer bestimmten Ebene verlaufen — die Ebene des Papiers in der Zeichnung — sondern in schnellem Wechsel in allen möglichen Ebenen, auch nicht stets die Achse schneidend, sondern um dieselbe herum in Kreisen oder Ellipsen; die Erscheinungen, die hiervon abhängen, sind die Polarisationserscheinungen der Strahlung, die Figur stellt eine in einer Ebene geradlinig polarisierte Strahlung dar, und wir wollen an dieser einfachsten Vorstellung vorläufig festhalten.

Befindet sich nun ein kleiner strahlender Körper, ein „materieller Punkt" im leeren Raume, so existiert für denselben eine bevorzugte Richtung nicht, d. h. er sendet seine Strahlung nach allen Richtungen hin gleichförmig und mit gleicher Geschwindigkeit fort. Denken wir uns um ihn als Zentrum eine Kugelfläche gelegt, so muß sich also jedes Ätherteilchen in dieser Fläche in demselben Moment in genau dem gleichen Schwingungszustande befinden. Führt z. B. ein Teilchen in dem gegebenen Moment gerade die größten Exkursionen aus, so tun das auch alle Teilchen der ganzen Kugelfläche. Man kann also sagen, daß die von einem materiellen Punkte ausgehende Strahlung sich in der Form von kugelförmigen Wellenflächen fortsetzt, die „Schwingungsphase" ist in einer Kugelfläche die gleiche. Man kann sich hiervon leicht ein gutes Bild machen, wenn man den Raum außer acht läßt und die Strahlungsfortpflanzung nur in einer Ebene betrachtet, in welcher die Kugel Kreise ausschneidet. Ein vollständiges Bild des Strahlungsvorgangs erhält man dann durch die Betrachtung der Erscheinungen, welche der in ruhiges Wasser geworfene Stein auf der Oberfläche des Wassers erzeugt. Man sieht deutlich, wie sich die Wellenerregung in Kreisen von dem Erregungszentrum aus fortpflanzt. Die Wasserteilchen ändern hierbei ihre Entfernung vom Zentrum nicht, sondern sie schwingen senkrecht zur Fortpflanzungsrichtung auf und ab. In einem solchen Kreise herrscht auch für einen gegebenen Moment die gleiche Schwingungsphase, der Wellenberg z. B. ist ein geschlossener Kreis. Man kann an diesem Bilde auch deutlich erkennen, daß die Verbindungslinie von Erregungszentrum und einem Punkte der kreisförmigen Welle, der Strahl, an sich nichts Reelles ist, die Erhebung oder Senkung der Wasserteilchen in der Welle ist das Reelle, in ihr findet die Bewegung der Teilchen und damit die Fortpflanzung der Energie statt. Bei streng mathematisch-physikalischen Betrachtungen im Raume kann daher nur die Wellenfläche eingeführt werden; bei vielen optischen Betrachtungen aber, die in ausreichend genäherter Weise für uns rein geometrisch durchgeführt werden können, ist die Senkrechte zur Wellenfläche, der Strahl, ungemein bequem und anschaulich, und wir werden daher vielfach von ihm Gebrauch machen.

Die konzentrische Ausbreitung der Strahlung lehrt nun in einfacher Weise, wie die Energie der Strahlung mit der Entfernung von dem strahlenden Punkte abnimmt. Da die strahlende Energie in dem reibungslosen Äther ohne Verlust fortschreitet, so ist es klar, daß die Energiemenge, welche

in einer gegebenen Zeit, z. B. der Zeiteinheit = 1 Sekunde, durch eine Kugelfläche vermittels der Strahlung hindurchgeführt wird, immer dieselbe ist, gleichgültig, wie groß die Entfernung der Kugelfläche von dem strahlenden Punkte, oder also ihr Radius ist. Ist z. B. diese Energiemenge gleich Q für die Kugelfläche mit dem Radius r_1, so ist sie auch gleich Q für die Kugelfläche mit dem doppelt so großen Radius r_2. Die Kugelflächen selbst aber wachsen bekanntlich mit dem Quadrat des Radius, in unserem Beispiele ist die zweite Kugelfläche viermal so groß. Nennt man nun die Energiemenge, die durch ein Quadratzentimeter der ersten Kugelfläche hindurchgegangen ist, q, so ist es klar, daß durch ein Quadratzentimeter der viermal so großen zweiten Kugelfläche nur noch $\frac{1}{4}$ q hindurchgeht. Wir kommen hierdurch zu dem ganz allgemeinen Gesetze, daß die Strahlungsenergie, welche auf eine bestimmte Fläche auffällt, mit dem Quadrate der Entfernung von der Strahlungsquelle abnimmt.

Es gilt also für die Strahlung genau dasselbe Gesetz wie für die Anziehung der Körper oder die Gravitation.

Wir wollen jetzt außer dem ersten noch einen zweiten strahlenden materiellen Punkt im Raume annehmen, für den natürlich dieselben Gesetze gelten wie für den ersten, auch von ihm aus breitet sich die Strahlung in konzentrischen kugeligen Wellenflächen aus. Was geschieht nun, wenn sich die beiden Wellenflächen treffen? Die Antwort hierauf liefert wieder das Experiment mit der Wasseroberfläche. Werfen wir zwei Steine gleichzeitig ins Wasser, so breiten sich von beiden Einschlagspunkten konzentrische Kreiswellen aus, die sich, ohne sich im geringsten zu stören, gegenseitig durchdringen. Die Erregung pflanzt sich von jedem Punkte aus genau so fort, als wenn der andere Punkt gar nicht da wäre. Wie sich im einzelnen die Wasserteilchen bei dem Durchdringen zweier Wellensysteme verhalten, ist sehr einfach zu verfolgen: jedes Teilchen führt diejenige Bewegung aus, die durch die Summe der beiden einzelnen Bewegungen entsteht. Trifft ein Wellenberg des einen Systems mit einem Wellenberge des anderen zusammen und nennt man die Bewegung nach oben positiv, nach unten negativ, so entsteht eine größere positive Bewegung, d. h. im Durchschnittspunkte zweier Wellenberge entsteht eine Überhöhung der beiden einzelnen Wellen. Beim Zusammentreffen zweier Wellentäler addieren sich zwei negative Bewegungen, das Tal wird tiefer. Trifft ein Wellenberg mit einem Wellentale zusammen, so addiert sich eine positive zu einer negativen Bewegung, d. h. es entsteht eine geringere Bewegung; waren die beiden Bewegungen an Stärke einander gleich, so heben sie sich vollständig auf, die Bewegung des Wasserteilchens an dieser Stelle ist Null. Nach demselben Prinzip regelt sich auch die resultierende Bewegung in den Zwischenphasen. Es ist klar, daß dieselben Vorgänge auch stattfinden, wenn anstatt zweier Erregungsstellen deren viele vorhanden sind, denn man kann ja nach dem gleichen Prinzip die resultierende Bewegung zweier Systeme mit dem dritten kombinieren, die hieraus resultierende mit dem vierten System usw.

Die Übertragung dieser an der Wasseroberfläche gemachten Erfahrungen auf die Strahlung im Raume führt zu dem Satze: Die von verschiedenen materiellen Punkten kommenden Wellenflächen pflanzen sich ohne gegenseitige Hinderung durch den Raum fort. Die Bewegung der einzelnen Ätherteilchen regelt sich nach dem oben ausgesprochenen Prinzip, welches das Summationsprinzip heißt, und welches in der Optik unter gewissen Umständen zu vielen interessanten und wichtigen Erscheinungen führt (Interferenz). — Es möge hier eingeschaltet werden, daß die Interferenzerscheinungen gerade diejenigen sind, welche nach unserem jetzigen Stande der physikalischen Kenntnisse als sicherster Beweis für die Schwingungstheorie des Lichtes und damit auch der Gesamtstrahlung gelten. —

Wir haben bis jetzt gesehen, daß die Fortpflanzungsrichtung der Strahlung als Senkrechte auf der kugeligen Wellenfläche eine gerade Linie ist; die Strahlung pflanzt sich geradlinig im Raume fort. Es können aber Umstände eintreten, unter welchen sich zeigt, daß diese einfache Annahme nicht richtig ist. Denken wir uns in die Strahlung eines Punktes einen mit scharfer Kante versehenen undurchlässigen Metallschirm eingeschaltet, so müßte hinter dem Schirme, unmittelbar an der Kante nur Schatten herrschen, d. h. es dürfte Strahlungsenergie hinter dem Schirme in keiner Weise vorhanden sein. Das Experiment lehrt aber das Gegenteil: auch hinter den Schirm gelangt Strahlung; es findet scheinbar eine Beugung der sonst geradlinigen Fortpflanzung statt, und man spricht daher von Beugungserscheinungen oder von der Diffraktion. Auch diese nach dem Prinzip der Interferenz zu behandelnden Erscheinungen sind sowohl für die Theorie der Strahlung als auch für unsere späteren Betrachtungen von hoher Bedeutung, und wir werden noch ausführlicher auf dieselben zurückkommen müssen. Hier sei nur soviel bemerkt, daß die Beugungserscheinungen durch das nach seinem Entdecker benannte Huyghenssche Prinzip zu erklären sind. Dieses Prinzip besagt, daß die durch Strahlung hervorgerufene Schwingung eines Ätherteilchens wiederum als Ausgangspunkt einer neuen Strahlung aufzufassen ist, daß demnach jeder Punkt des durch Strahlung erregten Äthers als Zentrum neuer kugelförmiger Wellenflächen erscheint. Es ist also ein scheinbar ganz unübersehbares Gewirr von Schwingungen im Äther vorhanden. Die scharfe mathematische Verfolgung des Huyghensschen Prinzips vermag aber dieses Gewirr verhältnismäßig einfach aufzulösen, allerdings nicht so einfach, daß hier eine Darlegung derselben am Platze wäre. Es zeigt sich, daß nach dem Summationsprinzip sich die von benachbarten Zentren herrührenden Schwingungen immer wieder gegenseitig aufheben mit Ausnahme in der Richtung senkrecht zur Welle: des Strahls. Im freien Raume führt also das Huyghenssche Prinzip ebenfalls zu den gleich einfachen Folgerungen der geradlinigen Fortpflanzung der Strahlung, wie wir sie schon angenommen hatten. Anders aber, wenn eine Hemmung der Strahlung an irgend einem Punkte eintritt, wie im Falle des eingeschalteten Schirmes. Dann findet für die am Rande des Schirmes vorhan-

denen Erregungszentren nicht mehr eine vollständige Aufhebung der neuen Strahlungsaussendung statt; sie treten tatsächlich als selbsttätige Erregungszentren auf und senden von der ursprünglichen Richtung abweichende Strahlung, auch in den Schattenraum hinein.

Das Strahlungsproblem haben wir bis jetzt erst ganz allgemein behandelt. Es ist noch keine Voraussetzung gemacht worden über die Natur des strahlenden Körpers, den wir bisher nur als materiellen Punkt angenommen haben; ebenso ist bisher noch gar keine Angabe über die Arten der Schwingungen, über ihre Stärke und die Länge der Wellen und über die Fortpflanzungsgeschwindigkeit gemacht worden, auch haben wir immer noch vorausgesetzt, daß die Strahlung im leeren Raume vor sich geht, also unbeeinflußt ist durch ponderable Materie (bis auf den Diffraktionsschirm). Es müssen jetzt alle diese verschiedenen Punkte in Betracht gezogen werden, und dabei werden wir häufig von den bekannten Erscheinungen der Schallschwingungen Gebrauch machen können.

Eine Stimmgabel gibt beim Anschlagen nur einen einzigen Ton von ganz bestimmter Höhe von sich; sie ist nur befähigt, eine ganz bestimmte Anzahl von Schwingungen in der Sekunde auszuführen und eine entsprechende Zahl von Schallwellen auszusenden, die durch Vermittlung unseres Ohres den Begriff des Tones im Gehirn hervorrufen. Einen solchen Ton nennt man einen reinen oder homogenen Ton. Auf einer Trompete z. B. kann nun derselbe Ton erzeugt werden; wir hören deutlich, daß er genau dieselbe Höhe hat wie der Ton der Stimmgabel, also auch dieselbe Schwingungszahl, und doch klingt er ganz anders als der Stimmgabelton. Er ist eben kein homogener Ton mehr, sondern die Trompete entsendet außer den Hauptschwingungen, welche die Tonhöhe bedingen, noch andere, schwächere Schwingungen, deren Gesamtwirkung die „Klangfarbe" des Tones bewirkt, die bei den verschiedenen Instrumenten eine verschiedene ist. Wird die Zahl der Nebenschwingungen sehr groß, so daß der Hauptton gänzlich oder nahezu unterdrückt wird, so entsteht überhaupt kein musikalischer Ton mehr, sondern ein Geräusch. Die mehr oder weniger bestehende Reinheit des Tones hängt davon ab, in welchem Maße der in Schwingungen versetzte Körper frei schwingen kann; man sieht ohne weiteres ein, daß dies bei einer Stimmgabel unvergleichlich leichter ist, als etwa bei einem würfelförmigen Holzklotz, auf welchen man schlägt.

Die entsprechenden Erscheinungen sind nun auch bei der Strahlung vorhanden; hier ist es vornehmlich der Aggregatzustand, von dem die Freiheit der Schwingungen abhängt. In einem Gase sind die Moleküle am weitesten voneinander entfernt und daher auch am unabhängigsten. Wir können uns leicht vorstellen, daß bei der Schwingungserregung der Moleküle im Gase möglichste Freiheit besteht, daß demnach wie bei der Stimmgabel ganz reine oder homogene Strahlung nur bei einem Gase zu erwarten ist; es ist durchaus denkbar, daß ein Gas nur eine einzige Art von Schwingungen aussendet. Bei einem festen oder flüssigen Körper aber sind die Moleküle

in starker gegenseitiger Abhängigkeit; freie Schwingungen werden kaum noch ausgeführt, sondern alle möglichen finden gleichzeitig statt; die Strahlung entspricht dann dem Geräusche beim Schall. Wir wollen uns nun in diesem Abschnitt nur mit der ganz unhomogenen Strahlung der festen (oder flüssigen) Körper befassen, die Strahlungen der Gase ganz in das Kapitel der Spektralanalyse verweisend, obgleich häufig mit homogener Strahlung operiert werden wird. Letztere denkt man sich dann als ganz engen Spektralbezirk aus der Gesamtstrahlung herausgegriffen. Es muß ferner hier darauf aufmerksam gemacht werden, daß in bezug auf die Deutung der Wärme zwischen Gasen und festen oder flüssigen Körpern ein ganz wesentlicher Unterschied besteht. Während bei letzteren nur Schwingungen vorkommen können, geht in den Gasen die Freiheit der Moleküle soweit, daß sie sich unabhängig voneinander geradlinig bewegen, bis sie auf eine Wand oder auch auf ein anderes Molekül aufstoßen. Die Geschwindigkeit dieser geradlinigen Bewegung ist das Maß für die innere Temperatur der Gase, letztere ist dem Quadrate der Geschwindigkeit proportional. Erst durch die Zusammenstöße der Moleküle werden Schwingungen erzeugt, welche die sichtbare Strahlung liefern.

In jedem Körper, der sich oberhalb des Nullpunktes der Temperatur befindet, der also warm ist, findet die molekulare Wärmeschwingung statt, die weiterhin den Äther als Strahlung in Mitschwingen versetzt. Sowohl die Anzahl der Schwingungen als auch ihre Stärke hängt von der Temperatur ab, in dem Sinne, daß bei einem relativ kalten Körper nur langsame Schwingungen von sehr geringer Intensität vorhanden sind; mit wachsender Temperatur kommen immer schnellere Schwingungen hinzu, gleichzeitig wächst auch die Intensität der Schwingungen. Genau entsprechend verhält sich die ausgesendete Strahlung. Die Strahlung relativ kalter Körper enthält nur langsame Schwingungen und ist überhaupt sehr schwach; die Strahlung heißerer Körper enthält außer den langsamen Schwingungen auch schon schnellere Ätherschwingungen, deren Intensität ebenfalls größer ist.

Es wurde hier von langsamen Schwingungen gesprochen, das ist aber nur sehr relativ aufzufassen. Schon bei den Wellen der ponderablen Materie, den Schallwellen, zählen die Schwingungen bis zu vielen Tausenden in der Sekunde; der Äther ist aber so unvergleichlich viel feiner als unsere Luft, daß hierbei Schwingungszahlen von ganz unvorstellbarer Größe entstehen. Die langsamste Ätherschwingung, die durch ihre Wärmeerzeugung noch nachweisbar ist, und die den Hauptteil der Strahlung ausmacht, die von Körpern herrührt, deren Temperatur weit unter dem Gefrierpunkte liegt, beträgt noch drei Billionen in der Sekunde — relativ langsam, absolut genommen unvorstellbar schnell. Es ist nun für die Darstellung bequemer, und für die Auffassung leichter, statt der unbegreiflich hohen Schwingungszahlen die Längen der Ätherwellen einzuführen; wir erhalten dann umgekehrt zwar recht kleine aber doch durchaus nicht unvorstellbar kleine Zahlen oder Dimensionen. Die Umsetzung der Vibrationsgeschwindigkeiten in

Wellenlängen, und umgekehrt, ist sehr einfach; sie beruht auf dem Naturgesetze, daß sich die Strahlung im leeren Raume stets mit derselben Geschwindigkeit fortpflanzt, gleichgültig, wie groß die Zahl der Schwingungen ist. Die Geschwindigkeit dieser Fortpflanzung, nach der spezifischen Art der Lichtschwingungen benannt und auch bei ihr gemessen, ist eine außerordentlich hohe, sie beträgt 300000 km in der Sekunde. Man erhält nun die Länge der Wellen, wenn man ihre Vibrationszahl pro Sekunde in die Fortpflanzungsgeschwindigkeit dividiert. 300000 km durch drei Billionen dividiert gibt aber 0,1 ^{mm}; d. h. die oben erwähnten langsamen Vibrationen erzeugen die sehr großen Ätherwellen von 0,1 ^{mm} Länge. Je schneller die Schwingungen verlaufen, um so kleiner werden natürlich die entsprechenden Wellen. Als Einheit für die Länge der Wellen nimmt man in der Physik nicht das Millimeter, weil man dabei mit unbequemen Brüchen zu rechnen hätte, sondern das Mikron — 0,001 Mill. — den tausendsten Teil des Millimeters; als kurze Bezeichnung hierfür ist ein angehängtes μ gewählt. Einer Wellenlänge von 1 μ entsprechen nach dem Vorigen 300 Billionen Schwingungen in der Sekunde.

Es war schon erwähnt worden, daß die Strahlung selbst von unseren Sinnen nicht wahrgenommen werden kann: Das Weltall, welches von so unzählig vielen Wellen nach allen Richtungen hin durchzittert wird, ist dunkel. Zur Wahrnehmung gelangen die Strahlungen erst, wenn sie auf ponderable Materie treffen, und ihre allgemeinste Äußerung ist alsdann diejenige der Wärmeerzeugung. Die in den Ätherwellen mitgeführte Energie setzt sich in Wärme um; sie erhöht die Temperatur des von der Strahlung getroffenen Körpers, und wie wir später sehen werden, ist die Wärmeumsetzung der Strahlung gerade das allgemeine Maß für ihre Intensität. Die Nachweisbarkeit der Strahlung durch die Umsetzung in Wärme hat aber vorläufig praktische Grenzen; die obere Grenze liegt bei der Wellenlänge 100 μ, die untere bei 0,18 μ. Die letztere Grenze ist bedingt durch den Umstand, daß für Strahlung von so kurzer Wellenlänge schließlich selbst Luft in sehr dünnen Schichten undurchlässig wird.

Außer der allgemeinen Wärmewirkung kann die Strahlung beim Auftreffen auf Materie noch andere Wirkungen hervorrufen, nach denen dann der hierzu geeignete Strahlungskomplex benannt wird. Wesentlich drei dieser Wirkungen werden unterschieden.

1. Die optische Wirkung. Ein verhältnismäßig sehr schmales Gebiet der kurzen Wellen ist befähigt, auf die Netzhaut unseres Auges einzuwirken und bei uns die spezifische Empfindung von Licht hervorzurufen und das Erkennen der zahllosen Erscheinungen in Gestalt, Licht- und Farbenabstufung zu ermöglichen. Dieses Gebiet erstreckt sich von der Wellenlänge 0,8 μ bis 0,4 μ, eventuell bis 0,35 μ, bildet also nur den etwa sechshundertsten Teil des oben angeführten Strahlungsgebietes. Von der Wellenlänge in der „Lichtstrahlung" hängt die Farbe ab, von 0,8 bis 0,4 μ erscheinen der Reihe nach die Farben des Regenbogens Rot, Orange, Gelb,

Grün, Blau, Violett. Ihre Mischung ruft für uns den Eindruck des Weiß hervor.

2. Die chemische Wirkung. Die Strahlung kurzer Wellen vermag eine große Menge von chemischen Verbindungen zu zerlegen. Am ausgeprägtesten ist diese zersetzende Wirkung auf gewisse Silbersalze, und den Strahlungskomplex, der hierzu besonders befähigt ist, bezeichnet man speziell als die chemisch wirksame Strahlung, auch kurz photographische Strahlung; er erstreckt sich von 0,5 μ an bis herab zu den kleinsten beobachteten Wellenlängen; die untere Grenze ist noch nicht bestimmt anzugeben. Gewisse chemische Verbindungen sind auch für Strahlungskomplexe größerer Wellenlängen empfindlich, bis etwa 2 μ hin.

3. Die elektro-dynamische Wirkung. Die ganz großen Ätherwellen, von etwa 1 mm bis zu vielen Hunderten von Kilometern hin bereits beobachtet, rufen elektrische Erscheinungen in der ponderablen Materie hervor. Sie haben bisher nur durch besondere elektrische Vorgänge erzeugt werden können und sind in der Strahlung heißer Körper noch nicht aufzufinden gewesen. Ob sie in derselben überhaupt nicht vorhanden sind, oder ob ihre Intensität nur für die Wahrnehmung zu gering ist, ist nicht bekannt.

Wir haben es bisher nun ganz unerörtert gelassen, welchen Einfluß die chemischen oder physikalischen Unterschiede der Körper auf die Strahlung ausüben, und nur vorausgesetzt, daß der strahlende Körper sich im festen oder flüssigen Aggregatzustande befinden soll. In der Tat befolgt auch die bei weitem größte Zahl aller Körper die bis jetzt angegebenen Gesetze in bezug auf die Strahlung. Es gibt aber doch gewisse Arten von Körpern, welche sich anders verhalten, z. B. die fluoreszierenden und phosphoreszierenden. Dieselben müssen vorläufig aus unseren Betrachtungen ausgeschlossen werden. Aber auch bei den anderen Körpern sind ihre physikalisch-chemischen Eigenschaften keineswegs gleichgültig für die resultierende Strahlung, wie sich leicht durch folgendes Experiment nachweisen läßt. Man halte vermittels eines Platindrähtchens eine kleine Glasperle in eine Spiritus- oder Bunsenflamme. Es ist klar, daß dann das Platindrähtchen und das Glasstückchen sehr bald nahe die gleiche Temperatur annehmen müssen; sie senden aber keineswegs die gleiche Strahlung aus, sondern das Platin glüht viel heller als das Glas, die Platinstrahlung ist also viel intensiver als die Glasstrahlung. Nehmen wir zu diesem Experiment andere Stoffe, so werden wir ähnliche, wenn auch vielleicht nicht so starke Unterschiede der Strahlung finden. Es stellt sich als allgemeine Erfahrung heraus, daß die Stärke der Strahlung bei den verschiedenen Körpern verschieden ist und zwar in der komplizierten Weise, daß diese Verschiedenheit sowohl von der Temperatur der Körper als auch von der Wellenlänge der Strahlung abhängt. Ist z. B. bei dem Körper a die Strahlung bei 1000° für die Wellenlänge 0,1 μ halb so groß als beim Körper b, so bleibt dieses Verhältnis im allgemeinen bei 2000° nicht bestehen, und ebenfalls nicht bei 1000°,

aber der Wellenlänge 1 μ. Die Ausstrahlungsfähigkeit eines Körpers, oder sein Emissionsvermögen, kurz durch E bezeichnet, ist also abhängig von Temperatur und Wellenlänge oder mathematisch ausgedrückt: E ist eine Funktion von Temperatur (T) und Wellenlänge (λ); $E = f(T, \lambda)$.

Bei genauerer Untersuchung finden wir, daß die chemische Natur des aussendenden Körpers allein nicht maßgebend für das Emissionsvermögen ist, sondern daß seine physikalischen Eigenschaften, speziell die Oberflächenbeschaffenheit, eine wichtige Rolle spielen. Ist die Oberfläche des Platins z. B. rauh oder mattglänzend, so ist das Emissionsvermögen größer, als wenn die Oberfläche blank poliert ist.

Ein ähnliches Verhalten, wie bei der Aussendung der Strahlung, zeigt sich nun auch bei der Aufnahme der Strahlung durch Körper, resp. bei der Umsetzung in Wärme. Auch das läßt sich ungemein einfach durch das Experiment nachweisen. Setzt man zwei sonst gleiche Thermometer, von denen jedoch die eine Kugel mit Ruß geschwärzt ist, der Sonnenstrahlung aus, so wird man bemerken, daß das schwarze Thermometer sehr schnell steigt, und zwar um Beträge, die im Sommer bis zu 30° erreichen können. Im Thermometer mit der blanken Kugel aber steigt das Quecksilber nur langsam und erreicht überhaupt nicht einen gleich hohen Stand. Die Bestrahlung der beiden Thermometer war zweifellos dieselbe; ihr verschiedenes Verhalten lehrt, daß die Aufnahmefähigkeit der Strahlung eine verschiedene war, das schwarze Thermometer hat viel schneller und stärker die Strahlung in Wärme, resp. Temperaturerhöhung verwandelt, als das blanke. Das ist auch, genauer betrachtet, ganz selbstverständlich. Schwarz bedeutet Mangel an Leuchten, die Lichtstrahlung ist mithin durch den Ruß zum größten Teile aufgenommen worden; das glänzende, d. h. spiegelnde Quecksilber reflektiert das Meiste der Strahlung, nimmt also nur wenig auf, und das muß sich natürlich in der Temperaturangabe des Thermometers zeigen. Die verschiedene Aufnahmefähigkeit der Strahlung von den bestrahlten Körpern ist das Absorptionsvermögen (A). Auch das Absorptionsvermögen der Körper hängt nicht bloß von ihrer chemisch-physikalischen Beschaffenheit ab, sondern es ist ebenfalls wie das Emissionsvermögen abhängig von Temperatur und Wellenlänge, und es ist die Hauptaufgabe der theoretischen Spektralanalyse, die gegenseitige Beziehung zwischen E und A gesetzmäßig festzulegen.

Durch die Bezeichnung des Rußes als schwarz ist angedeutet, daß der Ruß die Eigenschaft hat, die Lichtstrahlen zum größten Teile zu absorbieren, d. h. beim Auftreffen fast gänzlich in Wärme umzusetzen; nach allen Erfahrungen findet dasselbe auch für die Strahlungen der anderen Wellenlängen statt, und die Kohle in der Form des Rußes stellt daher einen Körper dar, der tatsächlich den bei weitem größten Teil der Gesamtstrahlung absorbiert. Aber eben doch nicht ganz vollständig; man hat bisher noch keinen natürlichen Körper aufgefunden, der ein noch höheres Absorptionsvermögen besäße, doch ist es immerhin denkbar, daß es einen solchen

gibt — er läßt sich in der Tat künstlich herstellen — der alle Strahlen vollständig absorbiert, der also das denkbar größte Absorptionsvermögen besitzt. Dieser ideale Körper wird als ein absolut schwarzer, oder kurz schwarzer Körper bezeichnet; die von ihm ausgehende Strahlung wird im folgenden abgekürzt als „schwarze Strahlung" bezeichnet werden, obgleich sie in Wirklichkeit meistens gerade sehr stark und hell ist. Das Absorptionsvermögen des schwarzen Körpers haben wir hiermit definiert, sein Emissionsvermögen soll im Gegensatze zu demjenigen aller anderen Körper mit e bezeichnet werden. Mit diesen Definitionen und Erklärungen ausgerüstet, sind wir nun imstande, weiter unten den theoretischen Teil der Spektralanalyse in Angriff nehmen zu können.

Wie steht es nun mit den Grundlagen, welche die Lehre von der Strahlung für die Photometrie bilden, die, abgesehen von der Wellenlänge, die Intensität zum Gegenstande der Betrachtung hat? Hier liegen die Verhältnisse zwar viel einfacher, sind aber leider ohne Anwendung der höheren Mathematik nicht abzuleiten. Aus der mathematischen Diskussion der Ätherschwingungen ergibt sich die Folgerung, daß die Intensität der Strahlung, also die Menge der von ihr mitgeführten Energie, bei der gleichen Wellenlänge, allein von der Exkursion oder Schwingungsweite abhängt, und zwar so, daß die Intensität proportional mit dem Quadrate der Exkursion wächst. Entfernen sich also bei einer Strahlung die Ätherteilchen doppelt so weit von ihrer Ruhelage als bei einer anderen Strahlung, so ist die Intensität der ersten viermal so groß als diejenige der zweiten. Bei der Lehre von der Photometrie brauchen wir aber auf die inneren Strahlungsvorgänge nicht näher einzugehen; sie läßt sich darstellen allein gegründet auf den Begriff der Intensität, und für unser Kausalitätsbedürfnis ist somit das eben ausgesprochene Gesetz ausreichend.

Wir haben bisher nur die Strahlung im leeren Raum betrachtet, d. h. angenommen, daß sich zwischen strahlendem und bestrahltem Körper nur der reine Äther befinde, in dem sich alle Wellen mit gleicher Geschwindigkeit fortpflanzen. Tritt aber die Strahlung in einen mit ponderabler Materie gefüllten, aber für die Strahlung durchlässigen Raum ein, so ist dies verbunden mit einer Verlangsamung der Fortpflanzungsgeschwindigkeit. Jede Materie, welche die Bedingung der Durchlässigkeit für die Strahlung oder wenigstens für einen Bezirk derselben erfüllt, nennt man ein optisches oder diathermanes Medium, je nachdem wesentlich die sichtbaren Strahlen oder die längeren, nur wärmeerregenden Strahlen durchgelassen werden. Wir wollen hierbei voraussetzen, daß diese Medien homogen oder isotrop seien, d. h., daß in ihnen die Strahlung, wie im Äther, nach allen Richtungen hin gleichmäßig fortgepflanzt wird. Je nach dem Maße der Geschwindigkeitsverzögerung bezeichnet man die Medien als optisch mehr oder weniger dicht; so stellt z. B. Glas ein optisch dichteres Medium als Wasser dar, letzteres ist wieder optisch dichter als Luft usw. Ohne daß hierbei ein bestimmtes Gesetz obwaltete, und obgleich Ausnahmen vorkommen,

kann man sagen, daß im allgemeinen die Medien um so dichter im optischen Sinne sind, je größer ihr spezifisches Gewicht ist, d. h. je mehr Materie in dem gleichen Raume vorhanden ist. Da nun beim Übergange vom Äther in ein Medium, sowie beim Übergange aus einem dünneren Medium in ein dichteres die Fortpflanzungsgeschwindigkeit abnimmt, die Zahl der Schwingungen aber, die ja einmal gegeben ist, dieselbe bleibt, so muß die Länge der Wellen ebenfalls abnehmen.

Wir hatten erwähnt, daß im Äther die Fortpflanzungsgeschwindigkeit aller Wellen, unabhängig von ihrer Größe, dieselbe sei; das ist in einem Medium nicht mehr der Fall, sondern allgemein — es gibt aber auch bemerkenswerte Ausnahmen — ist die Fortpflanzung für die kürzeren Wellen eine langsamere als für die längeren. Würde man also das plötzliche Aufflammen eines weißen Lichtes durch eine sehr dicke Schicht eines dichten Mediums beobachten, so würde das Licht zuerst rot erscheinen und erst dann durch Hinzutreten der übrigen Farben in Weiß übergehen. Daß wir das niemals in Wirklichkeit beobachten können, liegt nur daran, daß es bei der enormen Lichtgeschwindigkeit einer Schichtendichte von vielen Hunderttausenden von Kilometern bedürfte, um die Unterschiede in der Ankunftszeit der verschiedenen Wellenlängen zur Wahrnehmung zu bringen.

Eine unmittelbare Folge der Verzögerung der Strahlungsgeschwindigkeit beim Eintritt in ein dichteres Medium ist die Lichtbrechung, und eine Folge der Verschiedenheit der Verzögerung für die Strahlen der verschiedenen Wellenlängen ist die Dispersion der Strahlung; auf beides müssen wir nunmehr etwas näher eingehen, da sie die Fundamente bei der Konstruktion optischer Instrumente bilden und insbesondere in der Spektralanalyse zur praktischen Verwertung gelangen. Behufs Vereinfachung des Ausdrucks soll statt der allgemeinen Strahlung die Lichtstrahlung betrachtet werden; es ist aber streng festzuhalten, daß alles auch für die anderen Strahlungsarten gültig ist, und daß es nur Bequemlichkeitsrücksichten sind, aus denen speziell die optische Strahlung bei den folgenden Untersuchungen bevorzugt wird; es kommt aber auch der Umstand hinzu, daß die allgemeine Strahlungslehre gerade in optischer Beziehung zuerst und am sorgfältigsten erforscht worden ist.

Zur Ableitung dieser Verhältnisse läßt sich das Huyghenssche Prinzip, welches wir schon oben kennen gelernt haben, verwenden. Wir wollen annehmen, in der Fig. 2 sei MN die ebene Begrenzungsfläche zwischen Äther und einem Medium oder zwischen einem dünneren und einem dichteren Medium, von welchem das untere das dichtere ist. Die Linie CD stelle nun das Stück einer Wellenfläche einer homogenen Strahlung, also von bestimmter Wellenlänge, dar, welche von einem sehr entfernten Punkte kommt, so daß wir das kleine Stück der Kreislinie als eine gerade Linie betrachten können. Die Wellenfläche falle schräg auf die Trennungsfläche MN auf, so daß der Punkt D von P kommend zuerst die Trennungsfläche trifft. Nach dem Huyghensschen Prinzip können wir dann D als neues

Erregungszentrum betrachten; es geht also von ihm eine kugelförmige neue Wellenfläche aus, die sich auch in dem dichteren unteren Medium verbreitet. Etwas später trifft der Punkt C der Wellenfläche, von P′ kom-

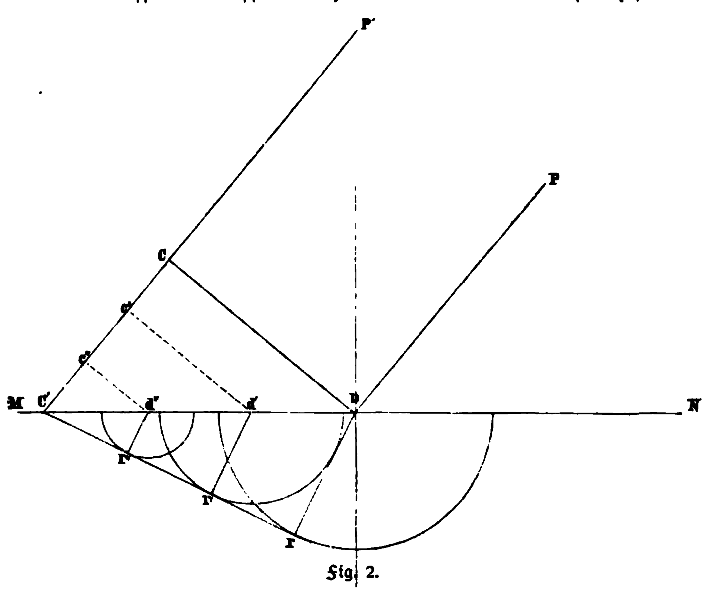


Fig. 2.

mend, die Trennungsfläche in C′, und in dieser Zeit ist die Ausbreitung der von D kommenden neuen Wellen in dem dichteren Medium nicht so weit erfolgt, wie CC′, also ist Dr, der Radius der neuen Welle, in diesem Moment kürzer als CC′. Für die dazwischen liegenden Punkte d′ und d″ läßt sich genau dieselbe Betrachtung durchführen, und das Resultat ist, daß nach dem Durchgange durch die Trennungsfläche die ebene Welle C′r eine andere Neigung angenommen hat als die ursprüngliche Welle CD und zwar in dem Sinne, daß der Winkel zwischen der Wellenfläche im unteren Medium gegen die Trennungsfläche kleiner geworden ist als derjenige zwischen letzterer und der ursprünglichen Welle. Nehmen wir nun statt der Wellenfläche den auf ihr senkrecht stehenden Strahl (Fig. 3), und bezeichnen wir den Winkel zwischen dem Strahl S und dem auf der Trennungsfläche senkrecht stehenden Lote L mit α, den Austrittswinkel, entsprechend gerechnet, mit β, so ist α stets größer als β, wenn das untere Medium das dichtere ist, im anderen Falle ist α kleiner als β. Hätte man die Welle noch schräger eintreten lassen, als in Fig. 3 gezeichnet ist, so wäre auch die Ablenkung in dem Medium eine stärkere gewesen, während sie natürlich bei vollständig

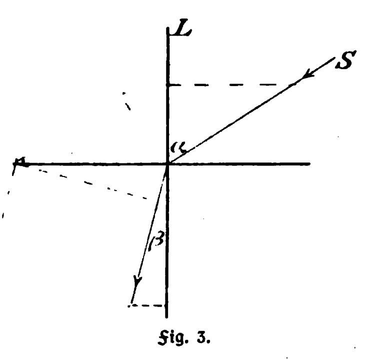


Fig. 3.

flachem Eintreffen der Welle überhaupt verschwindet. Es genügt eine geometrische Betrachtung der Figuren bei verschieden schrägem Einfall der Wellen, um zu erkennen, daß die Ablenkung durch ein sehr einfaches Gesetz mit der Richtung des Einfallens verbunden ist. Drücken wir dasselbe gleich für die Strahlen aus (Fig. 3), so ergibt sich, daß die Sinus vom Einfalls- und Austrittswinkel einander proportional sind, d. h. es ist

$$\frac{\sin\alpha}{\sin\beta} = n.$$

Die Zahl n ist für eine gegebene Wellenlänge und für zwei gegebene Medien eine konstante, sie ist größer als 1, wenn das zweite Medium dichter als das erste ist, kleiner, wenn das Umgekehrte stattfindet. Man nennt n den Brechungskoeffizienten für die beiden Medien. Um nun die Betrachtungsweise zu vereinfachen, wollen wir, wenn nicht etwas anderes ausdrücklich gesagt ist, immer annehmen, daß das eine, dünnere Medium Luft ist, deren Brechungskoeffizient gegen den Äther bereits so klein ist, daß er für gewöhnlich, wenigstens bei den meisten unserer Betrachtungen, vernachlässigt werden kann. Dann ist n zu definieren einfach als der Brechungsexponent des dichteren Mediums, z. B. des Glases; er wird im allgemeinen für jedes Medium einen anderen Wert haben, je nach der Verzögerung der Lichtgeschwindigkeit in dem betreffenden Medium.

Die Verzögerung ist nun aber auch bei ein und demselben Medium im allgemeinen um so stärker, je kleiner die Wellenlängen sind; d. h. ein Strahl roten Lichtes wird weniger stark abgelenkt, als ein Strahl grünen oder blauen Lichtes. Jedes Medium hat also für jede Strahlungsart ein besonderes n, in Wirklichkeit demnach unendlich viele, von denen man sich zur Orientierung einige auswählen kann. In der Fig. 4 falle wieder der Lichtstrahl S auf die Oberfläche des dichten Mediums unter dem Einfallswinkel α, diesmal möge er aber nicht aus einer homogenen Strahlungsart bestehen, sondern aus zweien, einer roten und einer violetten. Wegen der verschiedenen Lichtverzögerung der beiden Strahlen wird der rote S_1 weniger stark abgelenkt als der violette S_2, sie trennen sich voneinander, und jeder verhält sich für sich nach dem Gesetze

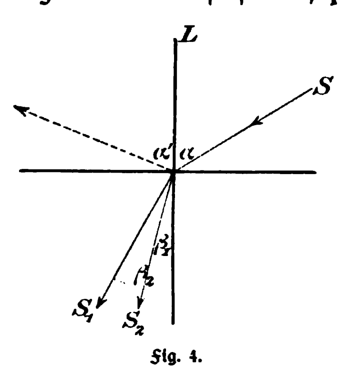


Fig. 4.

$$\frac{\sin\alpha}{\sin\beta_1} = n_1 \quad \text{und} \quad \frac{\sin\alpha}{\sin\beta_2} = n_2.$$

Enthielte der Strahl S drei verschiedene Strahlungsarten, so würde man drei dieser Beziehungen erhalten; wäre er aus allen möglichen Lichtarten zusammengesetzt, so erhielte man unendlich viele der obigen Gleichungen, d. h., beim schrägen Eintritt weißen Lichtes in ein dichteres Medium findet

eine kontinuierliche, fächerartige Ausbreitung der einzelnen Strahlungsarten statt, die für die sichtbare Strahlung in den Grenzen S_1 bis S_2 innerhalb der Winkel β_1 und β_2 verläuft; würde man das Auge von S_1 bis S_2 bewegen, so würde man die kontinuierliche Aufeinanderfolge aller Farben von Rot bis Violett mit ihren unzähligen Übergängen erblicken. Die ultrarote Strahlung würde außerhalb des Strahles S_1 nach links hin, die ultraviolette außerhalb S_2 nach rechts hin verteilt sein. Die durch die verschiedene Ablenkung der Strahlen verschiedener Wellenlänge verursachte räumliche Trennung der Strahlen nennt man die Dispersion des Lichtes. Der zwischen S_1 und S_2 gelegene Winkel $\beta_2 - \beta_1$ ist in diesem Beispiele der Dispersionswinkel zwischen den roten und violetten Strahlen; er hängt ab von den Brechungskoeffizienten n_1 und n_2, außerdem aber auch von α. Für $\alpha = 0$ (senkrechter Eintritt der Strahlen) ist er gleich Null; es findet keine spektrale Zerlegung, keine Dispersion statt; je größer α wird, um so stärker wird auch die Dispersion.

Ablenkung und Dispersion sind aber keineswegs die einzigen Phänomene, welche beim Auftreffen einer Strahlung auf die Oberfläche eines Mediums auftreten. Es gibt kein Medium, in welches eine auftreffende Strahlung ihrem Gesamtbetrage nach eindringen könnte, vielmehr wird stets ein mehr oder weniger großer Teilbetrag der Strahlung an der Oberfläche des Mediums zurückgeworfen oder reflektiert. Wir wollen versuchen, die schwierig zu erklärenden Vorgänge bei dieser Reflexion wenigstens einigermaßen dem Verständnis näherzurücken, indem wir dabei teilweise der Darstellung Wüllners folgen.

Eine Wellenbewegung schreitet in homogenen Medien stets vorwärts und kann niemals zurückkehren, vielmehr läßt sie die bereits durchlaufenen Schichten in absoluter Ruhe zurück. Ebenso wie eine bewegte Kugel, wenn sie auf eine zweite von gleicher Masse stößt, an diese ihre ganze Geschwindigkeit abgibt und nach dem Stoß in Ruhe zurückbleibt, so überträgt auch jedes schwingende Teilchen seine ganze Geschwindigkeit auf das nächste, ihm gleiche Teilchen. Stößt jedoch eine Kugel auf eine zweite, welche mehr oder weniger Masse als die erste besitzt, so bleibt sie in beiden Fällen auch nach dem Stoße noch in Bewegung. Hat die zweite Kugel mehr Masse als die erste, so wird die erste Kugel zurückgeworfen, die getroffene Kugel bewegt sich vorwärts, die stoßende dagegen ihrer früheren Bewegung entgegen zurück. Hat die zweite Kugel eine geringere Masse, so fährt die stoßende Kugel fort, sich mit der zweiten im gleichen Sinne wie vorher zu bewegen. So muß es auch bei der Wellenbewegung sein, wo die Bewegung der einzelnen Teilchen Folge der Einwirkung der benachbarten Teilchen ist. Kommt eine Wellenbewegung an der Grenze zweier Medien an, so wird die Bewegung in das zweite Medium übergehen und dort eine Wellenbewegung erzeugen, die sich nach den für dieses Medium gültigen Bedingungen fortpflanzt, wie wir bereits oben gesehen haben. Zugleich aber bleiben auch die in der letzten Schicht des ersten Mediums befindlichen „stoßenden" Teil-

chen in Bewegung, die sich nun in das erste Medium wieder ausbreitet, und zwar dort nun wieder nach den diesem Medium zukommenden Eigenschaften; es ist das die Reflexion der ankommenden Welle.

Die Richtung, in welcher die Reflexion erfolgt, ergibt sich genau in der gleichen Weise wie bei stoßenden materiellen Teilchen. Wird eine Billardkugel senkrecht zur Bande gestoßen, so kehrt sie genau auf dem gleichen Wege zurück, wird sie schräg darauf gestoßen, so geht sie genau unter demselben Winkel wieder ab, aber nach der anderen Seite hin. Ein Lichtstrahl wird also stets so reflektiert, daß sein Reflexionswinkel α' gleich dem Einfallswinkel α ist, (siehe Fig. 4, in welcher die punktierte Linie den reflektierten Strahl bedeutet).

Das Verhältnis zwischen dem Betrage des reflektierten Lichtes und demjenigen des in das zweite Medium abgelenkten hängt vom Brechungskoeffizienten n ab, außerdem aber auch in ziemlich komplizierter Weise von dem Einfallswinkel α. Nur für den Fall, daß der Strahl senkrecht einfällt, wenn also $\alpha = 0$ ist, wird die Beziehung der reflektierten Lichtmenge zum Brechungskoeffizienten sehr einfach; es ist alsdann der reflektierte Betrag

$$R = \left(\frac{n-1}{n+1}\right)^2.$$

Der reflektierte Teil wird mithin immer stärker, je größer n, je größer also die optische Dichtigkeit des betreffenden Mediums ist. Bei demselben Medium findet natürlich das Gleiche statt für die den verschiedenen Lichtarten zukommenden n; das violette Licht wird also stärker reflektiert als das rote, folglich findet das Umgekehrte statt für das durchgehende abgelenkte Licht, in welchem verhältnismäßig mehr rotes als violettes Licht vorhanden ist. Allgemein läßt sich demnach sagen, daß ein von einem optischen Medium reflektiertes oder abgelenktes Strahlungsgemenge eine etwas andere Zusammensetzung der einzelnen Strahlungsarten besitzt, als das ursprüngliche Strahlungsgemenge. Ein abgelenktes Strahlungsgemenge ist aber im allgemeinen sehr viel stärker modifiziert, da es kein vollkommenes optisches Medium gibt, sondern in allen Medien eine mehr oder weniger starke Absorption einzelner Strahlungskomplexe stattfindet, deren Betrag in hohem Maße von der Dicke der durchstrahlten Schicht abhängig ist.

Wir müssen uns nun noch kurz den Erscheinungen zuwenden, welche sich zeigen, sobald eine Strahlung auf einen sogenannten undurchsichtigen Körper fällt, d. h. also auf einen Körper, den die Strahlung in einer bestimmten Schichtdicke nicht zu durchdringen vermag. Es möge hier gleich eingeschaltet werden, daß es absolut undurchdringbare Körper in der Natur nicht gibt, selbst die undurchdringlichsten, die Metalle, lassen in sehr dünnen Schichten merkliche Lichtmengen durch. Hieraus ist zu schließen, daß bei sämtlichen Körpern die Strahlung tatsächlich in die oberste Schicht eindringt. Eine strenge Trennung zwischen durchsichtigen und undurchsichtigen Körpern ist also nicht möglich; wir wollen im folgenden unter undurchsichtigen Körpern

solche verstehen, die in Schichten von noch gut meßbarer Dicke keine sichtbare Strahlung hindurchlassen.

Trifft eine Lichtstrahlung auf einen solchen Körper auf, so wird ein Teil derselben absorbiert, d. h. in innere Wärme des Körpers umgesetzt, und ein anderer Teil reflektiert. Besitzt der Körper eine sogenannte rauhe Oberfläche, so findet die Reflexion nach allen Richtungen statt — diffuse Reflexion —; ist die Oberfläche blank, so geht die Reflexion nach der schon bekannten Regel in einer bestimmten Richtung vor sich. Auch hierbei ist eine scharfe Unterscheidung zwischen rauh und blank oder spiegelnd nicht möglich. Es gibt keinen vollkommen rauhen und keinen vollkommen spiegelnden Körper; stets findet diffuse und regelmäßige Reflexion gleichzeitig statt. Sowohl die Absorption als auch die beiden Arten der Reflexion sind im allgemeinen für die verschiedenen Strahlungsarten verschieden, und hieraus resultiert die Mannigfaltigkeit des Aussehens der uns umgebenden Dinge in bezug auf Helligkeit und Farbe.

Wie wir schon gesehen haben, ist als absolut schwarzer Körper ein solcher definiert worden, der alle auf ihn auffallende Strahlung, auch in seinen dünnsten Schichten, vollständig absorbiert, in Wärme umwandelt. Ein absolut grauer Körper würde ein solcher sein, der zwar nicht alle Strahlen vollständig absorbiert, wohl aber von allen Strahlen gleichviel. Je mehr nun von einem Körper eine spezielle Strahlung absorbiert, dafür eine spezielle andere Strahlung reflektiert wird, eine um so mehr ausgesprochene „Farbe" besitzt dieser Körper, und man nennt derartige Körper speziell farbige. Die Farbe tritt im allgemeinen um so besser hervor, je rauher die Oberfläche des Farbstoffes ist, je mehr also die diffuse Reflexion überwiegt. Ein vollkommen spiegelnder Körper hat natürlich keine eigene Farbe, er reflektiert alle auf ihn fallende Strahlung vollständig; am nächsten kommt diesem idealen Zustande von allen Körpern das Silber. Gold z. B. gibt auch von weißen Körpern nur gelblich gefärbte Spiegelbilder, d. h. auch im blanken Zustande absorbiert Gold die Strahlungen aller Farben, am wenigsten jedoch die gelben Strahlen, die es hauptsächlich reflektiert.

Viele Körper, die wir als optisch undurchsichtig bezeichnen müssen, lassen die Strahlen anderer Wellenlängen mehr oder weniger gut durch. So absorbiert z. B. Pappe die Lichtstrahlung vollständig, läßt aber die ultraroten, speziell wärmeerzeugenden Strahlen recht gut durchpassieren. Umgekehrt ist reines Wasser sehr durchsichtig, absorbiert aber die ultrarote Strahlung fast vollständig. Pappe ist undurchsichtig, aber diatherman, Wasser ist durchsichtig und nur wenig diatherman. Für alle diese Verhältnisse sind Oberflächenbeschaffenheit und chemische Konstitution maßgebend, doch müssen bei letzterer auch die allotropen Modifikationen eingeschlossen werden. Ein sehr deutliches Beispiel hierfür bietet der Kohlenstoff, der in seiner amorphen Form als Ruß dem schwarzen Körper von allen anderen Substanzen am nächsten kommt, während er kristallisiert als Diamant sich in der Nähe des anderen Extrems befindet und außerordentlich durchsichtig ist.

Es ist bei den bisherigen Betrachtungen wohl vorausgesetzt worden, daß bei der Strahlung die Schwingungen der kleinsten Teilchen senkrecht zur Fortpflanzungsrichtung erfolgen, dagegen ist es offen gelassen geblieben, in welcher Weise die Schwingungen vor sich gehen, insbesondere ist nichts über die Ebene, in welcher die Schwingungen erfolgen, ausgesagt worden. Bei Erklärungen und Zeichnungen ist stillschweigend angenommen gewesen, daß die Schwingungen in der Zeichnungsebene vor sich gehen, weil man sie sonst nicht in einfacher Weise darstellen kann. Für gewöhnlich ist dies aber gar nicht der Fall. In den von einer Leuchtquelle, z. B. einer Flamme, ausgehenden Strahlen finden die Schwingungen in allen möglichen Ebenen, dabei immer senkrecht zum Strahle statt, so daß sich die Wirkung des Lichtes, vom Strahle aus gerechnet, nach allen Richtungen hin als genau gleich herausstellt. Man kann sich das am einfachsten so vorstellen, daß während einer sehr kurzen Zeit, z. B. dem millionsten Teile einer Sekunde, die Schwingungen zwar in einer Ebene stattfinden, daß sich die Lage dieser Ebene aber fortgesetzt in entsprechend kurzen Intervallen ändert; diese Änderungen verlaufen in so kurzer Zeit, daß wir sie nicht mehr aufzufassen in der Lage sind, es herrscht also eine völlige Unordnung der Schwingungsrichtungen, deren mittleren Zustand allein wir beobachten können.

Durch gewisse Anordnungen, die gleich besprochen werden sollen, ist man nun in der Lage, für einen Lichtstrahl dauernd eine bestimmte Schwingungsebene herzustellen, man nennt dann das Licht polarisiert und zwar in diesem speziellen Falle geradlinig polarisiert; der Strahl hat dann verschiedene Eigenschaften in bezug auf die verschiedenen Ebenen. Denjenigen Teil der physikalischen Anordnung, durch welchen die Polarisation der ursprünglichen Strahlung bewirkt wird, nennt man den Polarisator, denjenigen Teil dagegen, durch welchen die erfolgte Polarisation festgestellt und untersucht wird, bezeichnet man als Analysator.

Die am leichtesten verständliche Methode zur Hervorrufung der Polarisation beruht auf der Reflexion der Strahlung an ebenen Flächen durchsichtiger Medien, z. B. Glas. Fällt natürliches Licht senkrecht auf eine Glasplatte, so bleibt es nach der Reflexion natürliches Licht, fällt es dagegen schräg auf, so wird es polarisiert, und zwar nicht bloß das reflektierte Licht, sondern auch dasjenige, welches in die Glasplatte eindringt und dort abgelenkt (gebrochen) wird. Die Erscheinung spielt sich folgendermaßen ab. Ein Strahl natürlichen Lichtes falle schräg auf eine senkrecht stehende ebene Glasplatte; der reflektierte Teil des Lichtes falle auf eine zweite Glasplatte schräg ein, und diese zweite Glasplatte sei um eine Achse so drehbar, daß sie aus ihrer ursprünglich ebenfalls senkrechten Lage in die horizontale gebracht werden kann. Bei einer derartigen Drehung der zweiten Platte, des Analysators, wird man bemerken, daß das von ihr reflektierte Licht sich ändert und schließlich schwächer wird, je mehr sie sich der horizontalen Lage nähert; in dieser letzteren Lage selbst, also wenn ihre Ebene senkrecht zu derjenigen der ersten Platte, des Polarisators, steht, ist die Menge des

reflektierten Lichtes ein Minimum. Wird nun außerdem die Neigung des einfallenden Lichtes und die Neigung der Platten gegeneinander geändert, so findet man, daß die Minimalreflexion an der zweiten Platte ebenfalls ihren Betrag ändert. In einem bestimmten Falle wird überhaupt kein Licht mehr vom Analysator reflektiert, und zwar stets dann, wenn der Einfallswinkel für beide rechtwinklig gekreuzten Platten ein derartiger ist, daß der gebrochene Strahl rechtwinklig zum gespiegelten steht. In diesem Falle tritt vollständige Polarisation ein, und der gekennzeichnete Einfallswinkel wird Polarisationswinkel genannt; er steht mit dem Brechungskoeffizienten der betreffenden Plattenmedien in der einfachen Beziehung, daß seine Tangente gleich dem Brechungskoeffizienten ist. Für eine Glassorte z. B., deren Brechungskoeffizient 1,50 ist, beträgt der Polarisationswinkel 56° 19′.

Als Polarisationsebene bezeichnet man die Ebene des Polarisators, zu welcher also die Ebene des Analysators senkrecht stehen muß, um das Minimum der zweiten Reflexion zu erzeugen.

Bei der vollständigen Polarisation werden die Ätherteilchen gezwungen, ihre zur Fortpflanzungsrichtung des Lichtes senkrecht stehenden Schwingungen nur noch in einer Ebene auszuführen, und man nimmt an, daß diese Schwingungsebene senkrecht zur Polarisationsebene steht. Ist bei den Reflexionen der Polarisationswinkel nicht genau innegehalten, so wird nur ein Teil des reflektierten Lichtes in dieser Ebene polarisiert, das Licht ist alsdann nur „teilweise polarisiert“. Auch bei vollständiger Polarisation des reflektierten Lichtes ist das gebrochene Licht immer nur teilweise polarisiert, aber stets in der zu dem reflektierten senkrechten Richtung. Daß hier die Polarisation nur eine teilweise sein kann, ist leicht ersichtlich, da ja viel mehr Licht durchgelassen als reflektiert wird. Beim Glase werden etwa 6% Licht im Polarisationswinkel vollständig polarisiert und reflektiert, von den hindurchgehenden 94% können daher auch nur 6% polarisiert sein.

Aus den bisher gegebenen Definitionen geht hervor, daß der Weg der Ätherteilchen ein ganz streng definierter sein muß: Die Schwingungen erfolgen senkrecht zum Lichtstrahl, außerdem vollziehen sie sich in einer einzigen Ebene, mithin bewegen sich die Teilchen nur in geraden Linien. Man nennt daher die durch die Reflexion an durchsichtigen Medien entstandene Polarisation die „geradlinige Polarisation“.

Wir haben schon kennen gelernt, wie durch das Zusammentreffen zweier Strahlen von verschiedener Phase Interferenzerscheinungen entstehen. Es wird hierin nichts geändert, wenn die interferierenden Strahlen teilweise oder vollständig polarisiert sind, sofern sie beide nach derselben Ebene polarisiert sind. Sind die Intensitäten einander gleich, die Phasen aber umgekehrt, so tritt vollständige Auslöschung des Lichtes durch Interferenz ein. Aber wenn auch diese beiden Bedingungen erfüllt sind, die Polarisationsebenen der beiden Strahlen dagegen nicht dieselben sind, so tritt niemals Auslöschung des Lichtes ein, sondern nur eine Schwächung; stehen die beiden Polarisationsebenen aufeinander senkrecht, so findet überhaupt

keine Interferenz und keine Lichtschwächung mehr statt. In diesen Fällen kombinieren sich die ursprünglich in zwei verschiedenen Ebenen stattfindenden Bewegungen zu einer elliptischen Bewegung um den Strahl herum. Sind die Intensitäten der beiden Strahlen einander gleich, und ist außerdem der Unterschied ihrer Phasen genau eine Viertelwellenlänge, so tritt der Spezialfall der Ellipse, der Kreis ein. Den durch eine derartige Kombination veränderten Polarisationszustand nennt man allgemein „elliptische Polarisation", in dem zuletzt erwähnten Spezialfalle „zirkulare Polarisation". Die elliptische Polarisation läßt sich auch ohne Kombination zweier polarisierter Strahlen erhalten, nämlich einmal durch die Reflexion eines bereits geradlinig polarisierten Strahls an einer spiegelnden Metallfläche. Nur wenn die Polarisationsebene des einfallenden Strahls parallel oder senkrecht zur spiegelnden Metallfläche steht, bleibt die ursprüngliche geradlinige Polarisation bestehen, in allen anderen Fällen wird sie in eine elliptische verwandelt. Zweitens entsteht elliptische Polarisation bei der Totalreflexion und zirkulare bei mehrfacher Wiederholung der letzteren.

Man könnte annehmen, ein zirkular polarisierter Strahl dürfe sich von dem natürlichen unpolarisierten Lichte gar nicht unterscheiden, da doch die Schwingungen um den Strahl herum nach allen Richtungen hin durchaus symmetrisch verlaufen. Das ist aber doch nicht der Fall. Bei der Reflexion an einer Glasfläche verhält sich allerdings ein zirkular polarisierter Strahl zunächst wie ein natürlicher, indem er bei der Drehung der Fläche stets in gleicher Stärke reflektiert wird; durch die Kombination eines zirkular-polarisierten mit einem geradlinig polarisierten läßt sich jedoch der Unterschied deutlich nachweisen.

Wenn ein geradlinig polarisierter Strahl parallel oder senkrecht zu seiner Polarisationsebene unter einem beliebigen Winkel auf einen Metallspiegel einfällt, so bleibt er nach der Reflexion stets in der gleichen Ebene geradlinig polarisiert. Bildet dagegen die Polarisationsebene einen anderen Winkel gegen die Spiegelfläche, so tritt durch die Reflexion stets elliptische Polarisation ein.

Eine zweite Methode zur Hervorrufung der Polarisation ist weniger leicht verständlich und bedarf einiger allgemeinerer Auseinandersetzungen. Die Medien, in denen bisher die Strahlung betrachtet worden ist, sind sogenannte isotrope Medien, d. h. sie verhalten sich der Strahlung gegenüber nach allen Richtungen hin gleichmäßig. Die Geschwindigkeit der Lichtfortpflanzung und damit zusammenhängend die Brechungsverhältnisse sind vollständig unabhängig von der Richtung, in welcher sich das Licht ausbreitet. Es war dementsprechend die Wellenfläche als eine um den Ausgangspunkt konzentrische Kugelfläche angenommen worden. Als Beispiele derartiger isotroper Medien haben wir Glas, Wasser und Luft kennen gelernt.

Es gibt aber eine große Zahl von Medien, welche als anisotrope bezeichnet werden, da in ihnen die Lichtstrahlen sich in verschiedenen Richtungen verschieden verhalten. Unter Umständen kann man isotrope Medien

künstlich in anisotrope verwandeln, z. B. Glas durch starken einseitigen Druck; im allgemeinen aber sind die Kristalle natürliche anisotrope Medien. Wenn man an einen reinen Kristall, z. B. Bergkristall, Flächen anschleift, so erscheint dieses Medium auf den ersten Anblick völlig homogen und strukturlos, genau wie Glas, und trotzdem zeigt es nach verschiedenen Richtungen hin, die mit der Art der Kristallisation innig zusammenhängen, verschiedene physikalische Eigenschaften. Als am leichtesten wahrnehmbar gehört hierher in erster Linie die Spaltfähigkeit. Während häufig ein leichter Druck, in einer bestimmten Richtung ausgeübt, den Kristall zerteilt, gelingt dies in anderen Richtungen nicht, selbst bei großer Kraftanstrengung. Entsprechend verhalten sich die Kristalle gegenüber der Elastizität, der Wärmeleitung, der elektrischen Leitung und schließlich in optischer Beziehung. Bei vielen Kristallen sind die Verschiedenheiten recht komplizierter Natur, bei einigen dagegen sehr einfach gestaltet; mit den letzteren wollen wir uns hier allein befassen.

Bei allen Kristallen, die zum tetragonalen und hexagonalen System gehören, läßt sich schon nach der äußeren Kristallform eine Symmetrieachse feststellen, die auch gleichzeitig eine Symmetrieachse in bezug auf die physikalischen Eigenschaften darstellt. Die physikalischen Eigenschaften sind parallel zur Symmetrieachse andere als senkrecht zu ihr, unter sich aber sind die letzteren alle einander gleich. Da dies also auch in bezug auf den Strahlengang der Fall ist, so nennt man diese Symmetrieachse auch die optische Achse. Als optischen Hauptschnitt bezeichnet man jede Ebene, welche durch das Einfallslot parallel zur optischen Achse liegt.

Alle optischen Erscheinungen in den einachsigen Kristallen lassen sich nun durch die Annahme erklären, daß die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Lichtes in der Richtung parallel zur optischen Achse eine andere ist, als senkrecht hierzu; es beruht dies auf der zunächst theoretisch nicht beweisbaren Grundannahme, daß der Äther in der einen Richtung optisch dichter ist als in der anderen. Das aber läßt sich wieder in der uns gangbaren Ausdrucksweise darstellen: Der Brechungskoeffizient des Kristalls ist parallel zur optischen Achse ein anderer, als senkrecht hierzu; beim Kalkspat sind z. B. die beiden Brechungskoeffizienten im Grün 1,664 und 1,489; der Unterschied ist also ein sehr beträchtlicher.

Aus der Existenz zweier verschiedener Brechungskoeffizienten in zwei zueinander senkrechten Richtungen läßt sich nun leicht voraussagen, welche Erscheinung eintreten muß, wenn ein Lichtstrahl unter einem beliebigen Winkel auf die ebene Grenzfläche eines einachsigen Kristalls fällt; er muß sich in zwei Strahlen trennen, von denen jeder seinen besonderen Weg geht, je nach Lage und Richtung des einfallenden Strahls. Man nennt daher diese Kristalle auch doppeltbrechende Kristalle.

Von den vielen möglichen Fällen der Wege der beiden abgelenkten Strahlen möge hier nur der einfachste und in der Praxis am häufigsten verwendete gegeben werden. Dem Kristall wird parallel zur optischen

Achse eine Ebene angeschliffen; die Einfallsebene des Strahles liege rechtwinklig zur optischen Achse. Dann teilt sich der Strahl in zwei Teile, deren jeder, entsprechend dem ihm zugehörigen Brechungskoeffizienten, nach dem bekannten Sinusgesetze weiter geht. Bei einer in dieser Weise geschliffenen Platte treten die beiden Strahlen also unter verschiedenen Winkeln aus; sieht man durch eine solche Platte schief hindurch, so erscheinen alle Gegenstände doppelt.

Für unsere Betrachtungen ist es nun von besonderer Wichtigkeit, daß die Trennung der beiden Strahlen beim Durchgange durch einachsige Kristalle stets mit der Polarisation der Strahlen verbunden ist. Beide Strahlen werden geradlinig polarisiert und zwar rechtwinklig zueinander, so daß diese Kristalle ein sehr einfaches Mittel zur Herstellung polarisierten Lichtes gewähren. Derjenige Strahl, dessen Schwingungen rechtwinklig zur optischen Achse stehen, verfolgt seinen Weg stets nach dem gewöhnlichen Sinusgesetze und wird daher der ordentliche Strahl genannt; der andere, rechtwinklig hierzu polarisierte, tut dies nur in dem vorstehend angegebenen Spezialfalle, während er sonst aus der Einfallsebene heraustritt; er wird daher der außerordentliche Strahl genannt. Welchem der beiden Strahlen der größere Brechungskoeffizient entspricht, kann nicht allgemein angegeben werden, da sich in dieser Beziehung die verschiedenen kristallisierten Stoffe verschieden verhalten. Hat der ordentliche Strahl das größere Brechungsverhältnis, so bezeichnet man den betreffenden Kristall als negativ, im andern Falle als positiv. Zu den ersteren, den negativen, gehört der Kalkspat, zu den positiven der Quarz.

Wir dürfen erwarten, daß nunmehr jeder orientiert darüber sein wird, wie die Physiker dasjenige auffassen, was uns von den fernen Himmelskörpern als Strahlung erreicht, und wie dieselbe sich verhält, wenn sie nach ihrer langen Wanderung durch den leeren Raum auf die Materie, welche unsere Erde zusammensetzt, auftrifft. Behufs ihrer weiteren Untersuchung wird nun die Strahlung in besonderen Instrumenten, zu deren integrierenden Bestandteilen auch unser Auge gehört, zum Innehalten zwangsmäßiger Bahnen veranlaßt; und es ist die Aufgabe der nächsten Kapitel, diese zwangsmäßige Führung der Strahlung in ihrer Allgemeinheit kennen zu lernen und ferner von dem physikalisch Wirklichen das Scheinbare, welches die Unvollkommenheit unserer Sinnesorgane bedingt, scharf zu trennen.

Zweites Kapitel.

Grundlehren der Optik.

Die einfacheren optischen Vorgänge lassen sich, sofern man sich mit genäherten Resultaten begnügt, sehr bequem und verständlich durch die geometrische Betrachtung der Lichtstrahlen darstellen, nachdem im ersten Kapitel dargelegt ist, was man unter einem Lichtstrahl zu verstehen hat.

Die folgenden Darlegungen sollen, wenn überhaupt Lichtzerlegung in Frage tritt, stets mit zwei in sich homogenen Lichtstrahlen durchgeführt werden, von denen der eine rot, der andere violett sein soll. Wir wissen alsdann, ohne besondere Erwähnung, daß der Gang der anderen Lichtstrahlen zwischen diesen beiden Grenzen eingeschlossen ist, und daß, wenn die allgemeine Strahlung in Frage tritt, die ultraroten Strahlen jenseits des roten, die ultravioletten Strahlen jenseits des violetten Grenzstrahls liegen. Unter Brechungskoeffizient soll, wenn nichts Besonderes bemerkt ist, derjenige von Luft zu Crownglas verstanden werden. Alles, was sich auf den roten Strahl bezieht, soll den Index r erhalten, während der Index v für den violetten Strahl verwendet wird. In den meisten Fällen läßt sich der Gang der Lichtstrahlen in einer Ebene darstellen, da alles symmetrisch verläuft. Abweichungen hiervon sind später besonders hervorgehoben.

1. Gang des Lichtes durch eine planparallele Platte. Fig. 5. Nach dem Eintritt in die Platte ist

$$(1) \qquad \frac{\sin\alpha}{\sin\beta_r} = n_r; \quad \frac{\sin\alpha}{\sin\beta_v} = n_v.$$

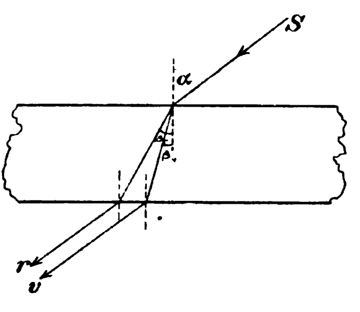


Fig. 5.

Der Dispersionswinkel ist $\beta_r - \beta_v$.

An der zweiten Fläche sind die inneren Eintrittswinkel gleich den ursprünglichen Austrittswinkeln, also gleich β_r und β_v. Bezeichnet man die neuen Austrittswinkel an der hinteren Fläche der Platte mit α_r' und α_v', so ist, da nunmehr der Eintritt in ein dünneres Medium erfolgt,

$$\frac{\sin\beta_r}{\sin\alpha_r'} = \frac{1}{n_r} \text{ und } \frac{\sin\beta_v}{\sin\alpha_v'} = \frac{1}{n_v}$$

oder

$$(2) \qquad \frac{\sin\alpha_r'}{\sin\beta_r} = n_r; \quad \frac{\sin\alpha_v'}{\sin\beta_v} = n_v.$$

Vergleicht man die beiden Gleichungen (1) und (2) miteinander, so sieht man, daß $\sin\alpha_r' = \sin\alpha_v' = \sin\alpha$ sein muß; d. h. beide Strahlen verlassen die Platte auf der Rückseite unter demselben Winkel, unter welchem sie eingetreten sind. Der Hauptunterschied ist der, daß sie, ursprünglich in einem Strahl vereint, nunmehr getrennt nebeneinander parallel verlaufen. Bei nicht zu dicken Platten liegen sie dicht nebeneinander, so daß sie gleichzeitig ins Auge fallen und als von einem unendlich entfernten Punkte herkommend im Auge vereinigt werden; eine Zerlegung in die Farben ist alsdann nicht zu erkennen. Außerdem sind aber auch beide Strahlen noch verschoben gegen den eintretenden Strahl; bei der Durchsicht durch eine planparallele Platte erscheint also ein Gegenstand verschoben. Bei senkrechtem Auftreffen auf die Platte tritt natürlich überhaupt keine merkliche Wirkung

3*

ein; es erfolgt alsdann nur eine unmeßbar kleine Verzögerung im Erscheinen des Objekts.

2. **Gang des Lichtes durch ein Prisma.** Fig. 6. Die beiden ebenen Flächen des Prismas seien CA und CB; sie schließen den brechenden Winkel P ein. An der vorderen Fläche CA seien der Eintrittswinkel α, der Austrittswinkel β, an der zweiten Fläche entsprechend β' und α'. Es werde zunächst nur der rote Strahl betrachtet.

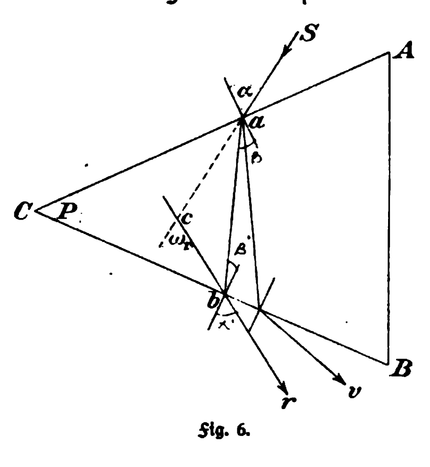


Fig. 6.

Es ist

$$\frac{\sin \alpha}{\sin \beta_r} = n_r; \quad \frac{\sin \alpha'_r}{\sin \beta'_r} = n_r.$$

Ferner ist $\sphericalangle$ abB $= \beta' + 180^\circ$ und als Außenwinkel des Dreiecks bca $= \beta'_r + 180^\circ = P + 180^\circ - \beta_r$, also

$$P = \beta'_r + \beta_r.$$

Der Ablenkungswinkel ω_r zwischen dem eintretenden und dem austretenden Strahl ist Außenwinkel zum Dreieck abc, also

$$\omega_r = \alpha - \beta_r + \alpha' - \beta'_r = \alpha + \alpha' - P.$$

Aus der allgemeinen trigonometrischen Formel:

$$\sin \alpha + \sin \alpha' = 2 \cdot \sin \frac{\alpha + \alpha'}{2} \cos \frac{\alpha - \alpha'}{2}$$

ergibt sich schließlich:

$$\sin\left(\frac{\omega_r + P}{2}\right) = n \cdot \sin\left(\frac{P}{2}\right) \cdot \frac{\cos\left(\frac{\beta_r - \beta'_r}{2}\right)}{\cos\left(\frac{\alpha - \alpha'}{2}\right)}.$$

Läßt man den Strahl so durchgehen, daß der erste Eintrittswinkel und der letzte Austrittswinkel einander gleich sind, daß also der Strahl im Innern des Prismas parallel zur Basis AB geht, so ist $\alpha = \alpha'$ und $\beta_r = \beta'_r$. Die Ablenkung selbst ist dann sehr einfach gegeben durch

$$\sin\left(\frac{\omega_r + P}{2}\right) = n_r \cdot \sin\left(\frac{P}{2}\right).$$

Diese Ablenkung ist die kleinste, die überhaupt möglich ist, und man sagt, daß alsdann der Strahl im Minimum der Ablenkung durch das Prisma gehe. Es wird später darauf hingewiesen werden, daß dieser symmetrische Durchgang noch besondere Vorteile bietet und daher in der Praxis sehr häufige Anwendung findet.

Für den violetten Strahl läßt sich genau dieselbe Betrachtung durchführen, und man hat alsdann

$$\sin\left(\frac{\omega_v + P}{2}\right) = n_v \sin\frac{P}{2}\,.$$

Da n_v und ω_v größer sind als n_r und ω_r, so verläßt der violette Strahl die letzte Prismenfläche unter einem größeren Winkel als der rote Strahl, es findet also eine Winkeltrennung der verschiedenen Strahlen oder eine Dispersion statt; der Dispersionswinkel selbst ist nach den vorstehenden Formeln zu berechnen als $\omega_v - \omega_r$.

3. **Gang der Strahlen durch das totalreflektierende Prisma.** Aus dem Gesetze $\frac{\sin\alpha}{\sin\beta} = n$ folgt unmittelbar, daß beim Eintritt in ein dichteres Medium, wobei n stets größer als 1 ist, β kleiner als α ist. Der denkbar größte Wert von α ist nun 90°, der Lichtstrahl fällt alsdann parallel zur Grenzfläche ein. Für Crownglas ist n nahe gleich 1,53; für $\alpha = 90^0$ wird demnach $\beta = 41^0$. Tritt aber ein Lichtstrahl aus dem Glase heraus, so würde bei $\beta = 41^0$ der austretende Strahl die Glasfläche streifend verlassen; wird β noch größer, so kann ein Austreten aus dem Glase nicht mehr erfolgen; der Strahl wird alsdann unter dem gleichen Winkel reflektiert, d. h. die sonst so durchsichtige Trennungsfläche wirkt wie ein vollkommener Spiegel. Man macht von dieser Eigenschaft eine sehr häufige Anwendung, um Strahlen ohne Anwendung eines wirklichen Spiegels abzulenken, und zwar gewöhnlich um einen rechten Winkel. Zu dem Zwecke braucht man in den Strahlengang nur ein rechtwinkliges Glasprisma einzuschalten, wie Fig. 7 zeigt. Der Strahl S tritt hier horizontal ein und wird vertikal nach unten reflektiert. Eine Dispersion findet nicht statt, da der Strahl senkrecht zu den Katheten ein- und austritt. Wegen der Verschiedenheit von n für Rot und Violett ist der Grenzwinkel der Totalreflexion für die beiden Farben ein verschiedener; der Unterschied ist aber gering und kommt beim rechtwinkligen Prisma, wo $\beta = 45^0$ ist, nicht in Frage.

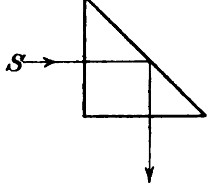
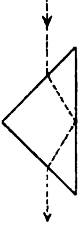


Fig. 7.

Das totalreflektierende Prisma findet noch eine andere häufige Verwendung, nämlich zur Umkehrung von optischen Bildern, in welchem Falle es als Reversionsprisma bezeichnet wird. Zu diesem Zwecke stellt man das Prisma so in das Strahlenbündel, daß letzteres parallel zur Hypotenuse einfällt. Der Durchgang ist dann der in Fig. 8 angedeutete, indem der Strahl nach der Reflexion von der Hypotenuse wieder parallel zu seinem Eintritt aus der zweiten Kathetenfläche austritt. Die durch die Brechung an den beiden Katheten entstehenden Dispersionen sind einander entgegengesetzt und heben sich deshalb auf, so daß eine Zerlegung des Lichtstrahls nicht stattfindet. Infolge der


Fig. 8.

Reflexion findet aber eine Umkehr des Bildes statt, und zwar in der Weise, daß bei einer Drehung des Prismas von 90° um den Strahl als Achse eine Drehung des Bildes von 180° erfolgt, also die direkte Umkehr. Dreht man das Prisma um 180°, so hat das Bild eine volle Umdrehung gemacht, d. h. es ist in seine ursprüngliche Lage zurückgekehrt. Bringt man ein solches Prisma vor dem Okular eines Fernrohrs oder Mikroskops an, so kann man durch Drehung des ersteren den Bildern jede beliebige Lage geben.

4. Gang der Strahlen durch die optischen Linsen. Wir haben bisher den Lichtstrahl nur in Medien eintreten lassen, die von ebenen Flächen begrenzt waren, und sind dabei auf verhältnismäßig sehr einfache Formeln und Konstruktionen gestoßen. Sehr viel schwieriger und hier überhaupt nicht streng darstellbar werden aber die Verhältnisse, wenn Lichtstrahlen auf gekrümmte Grenzflächen von Medien auftreffen, selbst wenn diese Flächen, wie stets in der Praxis, sogenannte Umdrehungsflächen sind, entstanden durch die Rotation einer Kurve um eine Achse, welche als die optische Symmetrieachse zu bezeichnen sein würde. Man nennt Glasstücke, welche durch zwei derartige Flächen begrenzt sind, optische Linsen, und ihre ungemein wichtige und bei fast allen optischen Instrumenten vorkommende Aufgabe besteht darin, die verschiedenen Strahlen, welche von einem Lichtpunkte ausgehen, wieder in einem einzigen Punkte, dem Bildpunkte, zu vereinigen. Die scheinbar einfache Aufgabe zu lösen, ein Stück Glas mit zwei Begrenzungsflächen derart zu versehen, daß die obige Bedingung erfüllt ist, und zwar zunächst für homogenes Licht, z. B. für den Strahl S_r, ist aber bereits mit außerordentlichen theoretischen und praktischen Schwierigkeiten verknüpft. Von diesen Schwierigkeiten möge nur die praktische hervorgehoben werden, die darin besteht, beliebige Rotationsflächen mit der nötigen Exaktheit herzustellen. Verhältnismäßig leicht herstellbar sind nur Kugelflächen, deren Verwendung denn auch zunächst allein hier in Frage tritt, mit denen aber die oben gestellte Aufgabe nur genähert zu lösen ist, wenn bestimmte Bedingungen erfüllt werden:

1. Die Winkel, unter welchen die Strahlen auf die Linse fallen, müssen möglichst klein sein.
2. Die Dicke der Linsen muß ebenfalls möglichst klein sein.
3. Es müssen mehrere Linsen miteinander kombiniert werden, und wenn eine möglichst gute Vereinigung auch von Strahlen verschiedener Wellenlänge beabsichtigt ist, so müssen zu den verschiedenen Linsen Glassorten mit verschiedenen Brechungskoeffizienten benutzt werden.

Zunächst treten hier für uns nur 1 und 2 in Frage, und durch die Figuren 9 und 10 wird der Grund dieser beiden Bedingungen, insbesondere der ersten, klar ersichtlich werden.

In Fig. 9 haben wir es mit einer dicken, stark gekrümmten Linse zu tun, auf welche die von dem leuchtenden Punkt O kommenden Strahlen am Rande unter großen Winkeln auftreffen. Diese Strahlen vereinigen sich

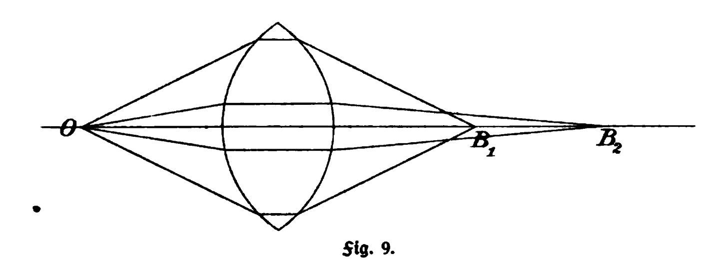


Fig. 9.

im Punkte B_1 zu einem Bilde, während die Strahlen, die nahe der Achse unter kleineren Winkeln einfallen, sich in dem weiter entfernten Bildpunkte B_2 vereinigen. Alle Strahlen, die von O auf die Linse fallen, vereinigen sich also keineswegs in einem Bildpunkte, sondern verteilen sich auf die Strecke B_1 B_2. Man nennt diese Unvollkommenheit der Vereinigung die sphärische Aberration, weil eben die Linse nicht von den mathematisch richtigen, aber kompliziert gestalteten Flächen begrenzt ist, sondern von sphärischen oder kugeligen Flächen. In Fig. 10 ist die Linse dünner, die

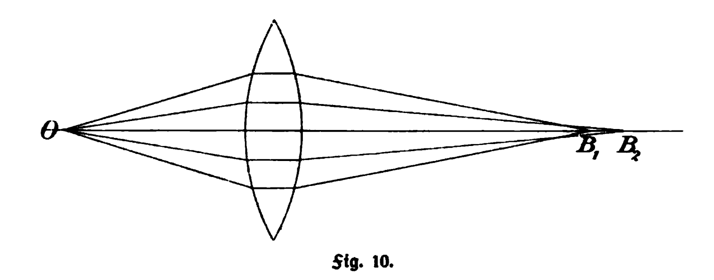


Fig. 10.

Flächen sind weniger gekrümmt, und die äußersten Strahlen fallen unter kleineren Winkeln ein; infolgedessen ist auch die sphärische Aberration oder die Distanz $B_1 - B_2$ wesentlich kleiner, die Abbildung des Punktes O ist also eine bessere.

Im folgenden soll nun angenommen werden, daß diese Bedingungen stets erfüllt seien, daß also die sphärische Aberration praktisch als Null anzunehmen ist, wenngleich in den Figuren behufs deutlicher Zeichnung die Winkel stets viel zu groß gezeichnet werden müssen. Im übrigen soll unter nochmaligem Hinweise darauf, daß überall beim Durchgange von Licht durch Kugelflächen äußerst komplizierte Verhältnisse vorliegen, nur von den einfachsten Annäherungen Gebrauch gemacht werden, wie sie zum allgemeinen Verständnis genügen.

5. **Die verschiedenen Arten einfacher Linsen.** Konvexe oder positive Linsen nennt man solche, bei denen die Mitte dicker ist als der Rand. Eine Fläche muß also konvex gekrümmt sein, die andere kann ebenfalls konvex sein oder eben, oder sogar konkav, nur muß die konkave Krümmung geringer sein als die konvexe. Die nebenstehende Fig. 11 zeigt die bikonvexe, plankonvexe und konvexkonkave Linse in der gegebenen Reihenfolge.

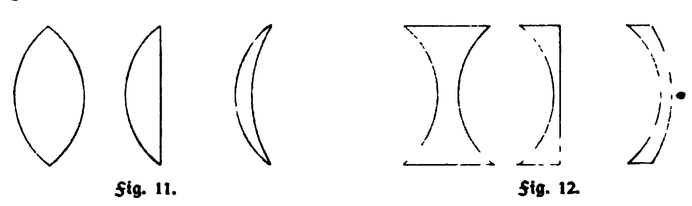


Fig. 11. Fig. 12.

Konkave oder negative Linsen sind solche, bei denen die Mitte dünner ist als der Rand. Man unterscheidet hier entsprechend bikonkav, plankonkav und konkavkonvex (Fig. 12).

6. **Punktabbildung durch positive Linsen in der Hauptachse oder optischen Achse (für homogene Strahlen S).** Der leuchtende Punkt O sei unendlich weit entfernt; dann sind die von ihm kommenden

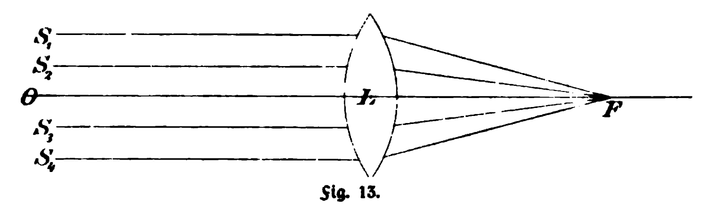


Fig. 13.

Strahlen S_1 S_2..., welche auf die Linse fallen, untereinander parallel, sie vereinigen sich in dem Bildpunkte F. Mit L sei der Mittelpunkt der Linse bezeichnet, dann nennt man in diesem Falle die Entfernung LF die Brennweite oder Fokalweite der Linse, F ist der Brennpunkt. (Fig. 13.) Die Bezeichnung Brennpunkt kommt daher, daß sich die Sonnenstrahlen, welche bei der großen Entfernung der Sonne nahe parallel eintreffen, in diesem Punkte vereinigen und daselbst eine große Hitze erzeugen.

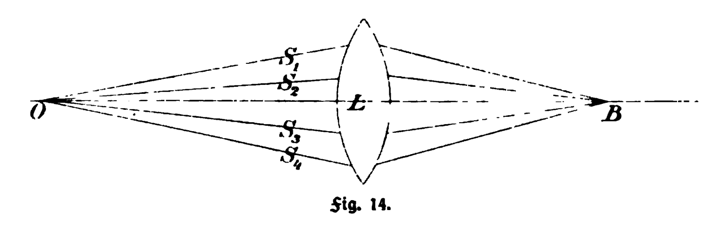


Fig. 14.

Hat man für eine Linse die Brennweite = f bestimmt, so läßt sich die Entfernung des Bildpunktes sehr leicht für jede andere beliebige end-

liche Entfernung des leuchtenden Punktes O berechnen nach der Formel $\frac{1}{b} = \frac{1}{f} - \frac{1}{o}$, wenn man die Bildweite LB mit b und die Objektweite LO mit o bezeichnet. (Fig. 14.)

Es muß nunmehr hier ein ungemein wichtiger, ganz allgemein gültiger optischer Satz angeführt werden: Bei jeder optischen Konstruktion ist die Richtung, in welcher die Strahlen laufen, gleichgültig; es bleibt alles bestehen, wenn die Strahlen den umgekehrten Weg laufen, d. h. wenn der Objektpunkt mit dem Bildpunkt vertauscht wird. Gehen z. B. im Falle der Fig. 13 die Strahlen von dem Brennpunkt F aus, so verlassen sie die Linse als unter sich parallele Strahlen.

7. **Punktabbildung durch positive Linsen in den Nebenachsen (für homogene Strahlen S). Abbildung ausgedehnter Objekte.** Befindet sich der leuchtende Punkt O nicht in der optischen oder Hauptachse,

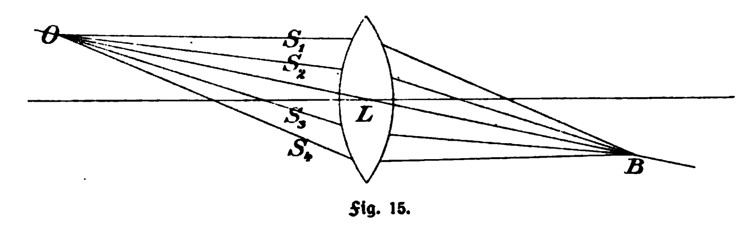


Fig. 15.

sondern außerhalb derselben, so bleibt die angegebene Konstruktion bestehen, sofern man statt der Hauptachse die Nebenachse verwendet, welche durch die geradlinige Verbindung von O mit L erhalten wird. (Fig. 15.) Die Bildentfernung LB berechnet sich nach derselben Formel wie oben. Hieraus ergibt sich bei näherer Überlegung auch sofort die Abbildung eines ausgedehnten Objekts durch eine positive Linse, indem für jeden Punkt des Objekts die betreffende Nebenachse gezogen und auf ihr der Bildpunkt konstruiert wird. In Fig. 16 ist diese Konstruktion für die Abbildung eines

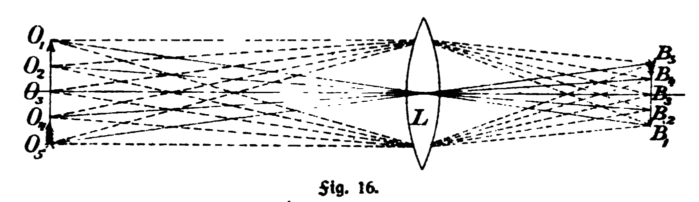


Fig. 16.

Pfeiles durchgeführt, unter Benutzung von 5 Punkten desselben. Die Nebenachsen, welche durch den Mittelpunkt der Linse L gehen, sind ausgezogen, die Strahlen selbst, von denen für jeden Objektpunkt O nur zwei, die alle dieselben Stellen der Linse passieren, wiedergegeben sind, sind gestrichelt. Alle übrigen liegen natürlich dazwischen.

Das Objekt wird also in einer Ebene abgebildet, welche die Bildebene genannt wird. Das Bild hat die umgekehrte Lage wie das Objekt.

Befindet sich das Objekt in sehr weiter, oder nahe unendlich weiter Entfernung, so daß die von jedem einzelnen Punkte desselben kommenden Strahlen einander parallel sind, so geht die Abbildungsebene durch den Brennpunkt der Linse; sie wird in diesem Falle die Brennebene genannt.

Sowohl die Bilder von Punkten als auch diejenigen ausgedehnter Objekte entstehen durch das wirkliche Zusammentreffen von vorher auseinandergehenden Strahlen. Jeder leuchtende Punkt des Objekts erzeugt in der Bildebene wiederum einen leuchtenden Punkt, der entweder frei im Raume schwebt und dann von rückwärts betrachtet werden kann in der Fortsetzung der Strahlen nach ihrem Kreuzungspunkte, oder der auf einer materiellen Fläche, z. B. Papierfläche, welche in die Bildebene gesetzt wird, aufgefangen und dadurch sichtbar wird. Setzt man in die Bildebene eine photographische Platte, so erhält man auf derselben nach den erforderlichen photographischen Manipulationen das photographische Bild des Objekts. Man nennt daher die durch positive oder konvexe Linsen erzeugten Bilder „reelle", d. h. tatsächlich vorhandene Bilder.

8. Reelle Bilder im menschlichen Auge. Das menschliche Auge besteht aus einem optischen Teile und einer lichtempfindlichen Fläche, der Netzhaut, auf der die reellen Bilder erzeugt werden. (Fig. 17.) Der optische Teil des Auges ist nicht eine einfache Linse, sondern ist aus mehreren Teilen verschiedener Brechbarkeit zusammengesetzt: der vordersten, stark gewölbten durchsichtigen Hornhaut H, der wässerigen Feuchtigkeit F, der eigentlichen Linse L und dem Glaskörper G. Die Linse, aus einzelnen Schalen zusammengesetzt, kann durch besondere Muskeln stärker oder weniger stark in ihrer Wölbung, also in ihrer Brennweite verändert werden (Akkommodation).

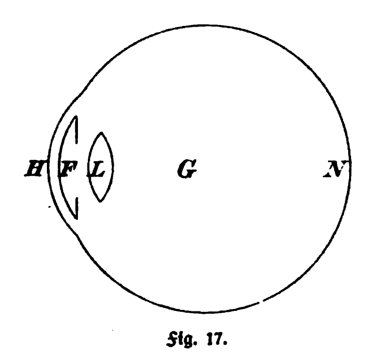


Fig. 17.

Aus der in (6) gegebenen Formel ist ersichtlich, daß die Bildweite um so größer wird, je näher das Objekt bei der Linse ist. Für nahe Objekte würde also das Bild hinter die Netzhaut fallen, auf ihr selbst also unscharf sein, wenn es für weite Entfernungen gerade richtig auf der Netzhaut liegt. In diesem Falle aber wird die Linse durch die an ihr angebrachten Muskeln stärker gekrümmt, $\frac{1}{f}$ wird hierdurch kleiner und entsprechend auch $\frac{1}{b}$, so daß das Bild naher Objekte nunmehr auch scharf auf die Netzhaut N fällt. Im Alter läßt diese Akkommodationsfähigkeit nach; ein ursprünglich normales Auge kann zwar dann noch immer gut in der Ferne sehen, nicht aber in der Nähe (Weitsichtigkeit). Kurzsichtigkeit ist vorhanden, wenn infolge zu starker Krümmung der Augenflächen das Bild der weit entfernten Objekte stets vor der Netzhaut liegt; bei ganz nahen Objekten fällt es alsdann richtig auf die Netzhaut; Kurzsichtige können in der Nähe gut sehen. Die

Fehler des Auges können durch vorgesetzte Linsen (Brillen) korrigiert werden: bei Kurzsichtigen wird durch vorgesetzte konkave Gläser die zu starke Wölbung kompensiert, bei Weitsichtigen wird umgekehrt für die Nahebetrachtung die zu geringe Wölbung durch vorgesetzte konvexe Linsen künstlich vermehrt. Leute, bei denen die trüb gewordene Linse in der Staroperation entfernt worden ist, erhalten als Ersatz hierfür eine stark gewölbte Linse als Brille vor das Auge und können alsdann wieder gut sehen. Das normale Auge vermag einen Gegenstand am besten zu erkennen, wenn sich derselbe in einer Entfernung von 20 cm bis 25 cm vor dem Auge befindet, man nennt diese Entfernung die deutliche Sehweite; sie ist bei jedem Menschen verschieden groß, bei Kurzsichtigen wird sie sehr klein, bis zu wenigen Zentimetern, bei Weitsichtigen wird sie schließlich unendlich groß. Jeder optische Apparat muß so konstruiert sein, daß das zu betrachtende Objekt oder das Bild desselben in die deutliche Sehweite gerückt wird, d. h. es ist bei der Konstruktion eines jeden optischen Apparats zu berücksichtigen, daß das Auge selbst stets ein wichtiger Bestandteil des Apparats ist.

9. Punktförmige Abbildung durch negative oder konkave Linsen. Die von dem leuchtenden Punkte O (Fig. 18) kommenden, bereits divergierenden Strahlen S_1 und S_2 werden nach dem Durchgange durch die konkave Linse noch stärker divergent, sie vereinigen sich also nicht wieder in einem Punkte. Ihre rückwärtige Verlängerung führt aber auf Punkt B, und sie verhalten sich also so, als wenn sie tatsächlich aus diesem Punkte B herkämen. Man nennt den nicht reell vorhandenen Bildpunkt B einen virtuellen Bildpunkt. Bei parallel eintreffenden Strahlen entsteht ein virtueller Brennpunkt. Für die Nebenachsen gilt das Gleiche, und es bleiben überhaupt, auch bei der Abbildung von Objekten, alle Verhältnisse genau dieselben wie bei den konvexen Linsen, nur mit dem einzigen Unterschiede, daß die Bilder nicht reell vorhanden sind, sondern auf der Objektseite nur durch rückwärtige Verlängerung der Strahlen als virtuelle Bilder zu konstruieren sind.

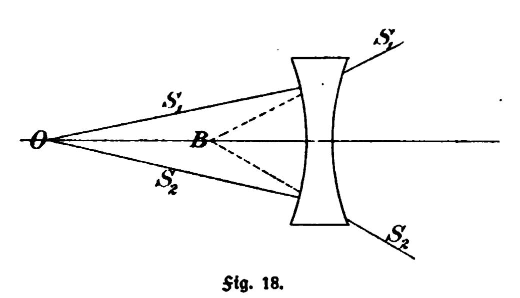


Fig. 18.

10. Die Abbildung bei nicht homogenen Strahlen (S_r und S_v). Die Abbildung durch nicht homogene Strahlen möge der Kürze halber nur für die konvexe Linse durchgeführt werden (Fig. 19).

Die von O ausgehenden roten und violetten Strahlen werden in der Linse, genau entsprechend wie im Prisma, verschieden abgelenkt, die roten weniger stark als die violetten. Infolge dessen vereinigen sich die roten Strahlen im Bildpunkt B_r, die violetten in B_v, dazwischen die übrigen.

Das punktförmige Objekt O bildet sich jetzt also nicht mehr in einem einzigen Punkte ab, sondern in einer Reihe von Punkten. Der Effekt ist ähnlich wie bei der sphärischen Aberration, nur mit dem Unterschiede, daß die verschiedenen Bildpunkte verschieden gefärbt sind. Bildet sich der rote Punkt auf der Bildebene als Punkt ab, so findet dies gleichzeitig für den violetten Punkt nicht statt. Bei der Abbildung eines ausgedehnten Objekts erscheint z. B. das rote Bild scharf, das violette unscharf. Man erhält demnach ein Bild, welches unscharf mit gefärbten Rändern erscheint, ähnlich, wenn auch nicht in so starkem Maße, als wenn man einen Gegenstand durch ein Prisma betrachtet. Die „chromatische Aberration" wird unter denselben Bedingungen geringer wie die sphärische, also bei Verwendung schwach gekrümmter dünner Linsen. Aus diesen Gründen verwandte man früher in der Astronomie zu den Fernrohren Linsen, welche bei zwei bis drei Zoll Öffnung Brennweiten von hundert und mehr Fuß besaßen.

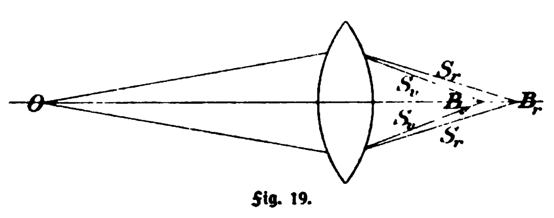


Fig. 19.

11. Achromatische Linsen. Durch die Kombination zweier Linsen von zwei verschieden stark brechenden Glassorten kann man sogenannte achromatische Linsen konstruieren, bei denen die chromatische Aberration sehr stark, wenn auch nicht vollständig, behoben werden kann. Bei der Kombination zweier Linsen läßt sich gleichzeitig auch die sphärische Aberration fast gänzlich aufheben, so daß die achromatischen Linsen eine ungleich viel bessere Abbildung erzeugen, als die gewöhnlichen; sie gelangen bei allen optischen Apparaten, wo scharfe Abbildung gefordert wird, allein noch zur Verwendung. Das Prinzip der Achromasie läßt sich leicht an der Kombination zweier Prismen klarlegen.

Das Prisma C (Fig. 20) aus leichtem, verhältnismäßig schwach brechendem Crownglase besitze für die Strahlen S_r und S_v die Brechungskoeffizienten n_r und n_v, so daß der Dispersionswinkel $= d$ sei. Das Prisma F dagegen sei aus sehr schwerem Flintglase, welches die viel größeren Brechungskoeffizienten n_r' und n_v' besitzt, so daß der Dispersionswinkel bei gleichem brechenden Winkel nahe doppelt so groß, also nahe $= 2d$ sei. Gibt man nun dem zweiten Prisma entsprechend nur den halben Brechungswinkel, so wird seine Dispersion nur $= d$ werden; setzt man es so hinter das erste, daß die brechende Kante von F an der Basis von C liegt, so ist im Verhältnis zu C sein Dispersionswinkel $- d$, d. h. die beiden Dispersionen heben sich gegenseitig auf, die Strahlen S_r und S_v treten parallel zueinander aus, wie aus einer planparallelen Platte; die Farben sind wieder

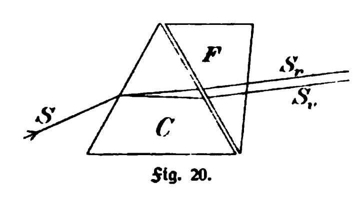


Fig. 20.

vereinigt, aber die Ablenkung ist nur halb so groß, wie von dem Prisma C allein.

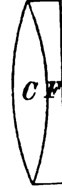


Fig. 21.

Dieses Prinzip, auf Linsen angewendet, besagt: man verbinde die bikonvexe Crownglaslinse mit einer plankonkaven Flintglaslinse, wie Fig. 21 zeigt; dann vereinigen sich die Strahlen der verschiedenen Farben in dem gleichen Bildpunkte, der aber ungefähr doppelt so weit entfernt ist, als wenn die einfache Crownglaslinse benutzt würde. Es muß hier ausdrücklich hervorgehoben werden, daß dies alles nur genähert richtig ist; es wird später angedeutet werden, wieviel komplizierter das Problem der achromatischen Linse in Wirklichkeit ist.

12. **Reflexion der Strahlen an gekrümmten Spiegelflächen.** Statt der Lichtbrechung kann man auch die Reflexion der Strahlen an gekrümmten Spiegelflächen zur Abbildung von Punkten und ausgedehnten Objekten benutzen. Ähnlich wie bei jenen können auch die allerdings viel weniger kompliziert gestalteten Flächen durch die möglichste Erfüllung der in (4) angegebenen Bedingungen durch Kugelflächen ersetzt werden. Die sphärische Aberration tritt hierbei in entsprechender Weise auf, dagegen fällt die chromatische Aberration vollständig fort, da für alle Farben die Reflexionswinkel genau gleich den Einfallswinkeln sind; es ist das ein außerordentlicher Vorteil, den die Spiegel gegenüber den Linsen gewähren, doch stehen dem in der Praxis schlimme Nachteile gegenüber. Da ein Brechungskoeffizient bei der vollständigen Reflexion an Spiegeln nicht in Betracht kommt, so tritt eine weitere Vereinfachung ein, indem nun die Brennweite unmittelbar in einer äußerst einfachen Beziehung zum Radius der spiegelnden Fläche steht. Die Gegensätze von konvex und konkav bleiben bestehen wie bei den Linsen, kehren sich aber um: die konkaven Spiegel sind die positiven, die konvexen die negativen.

Parabolische Spiegel, d. h. solche, die als Begrenzungsfläche einer um ihre Achse rotierenden Parabel gedacht werden können, vereinigen die in einem Punkte parallel zur Hauptachse einfallenden Strahlen tatsächlich in einem Punkte, sind also frei von sphärischer Aberration; da, wie schon bemerkt, die chromatische Aberration ebenfalls fehlt, so stellen sie das Ideal eines bilderzeugenden optischen Apparats dar. In neuerer Zeit ist es auch gelungen, die großen technischen Schwierigkeiten, welche der Herstellung parabolischer Spiegel entgegenstehen, selbst bei großen Spiegeln zu überwinden, und es sind hiermit namentlich in der Himmelsphotographie außerordentlich schöne Resultate erzielt worden.

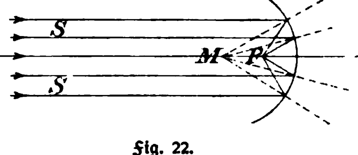


Fig. 22.

13. **Abbildung durch positive oder konkave Spiegel.** Die Strahlen S (Fig. 22) mögen parallel zueinander und zur optischen Achse eintreffen, also von einem unendlich weit entfernten leuchtenden Punkte herkommen. Die Stellen, wo sie den Spiegel treffen, verbinde man mit dem Mittelpunkte des Spiegels, dann stehen diese Radien senkrecht auf der Spiegel-

fläche, sind also die Lote; die Strahlen werden unter dem gleichen Winkel reflektiert und die Konstruktion führt dann dazu, daß sie sich alle in dem gleichen Punkte (Brennpunkte) F treffen, der genau in der Mitte zwischen dem Punkte M und dem Punkte des Spiegels liegt, in welchem ihn die Hauptachse trifft. Es ist also stets die Brennweite gleich dem halben Kugelradius des Spiegels. Kommen die Strahlen nicht von einem unendlich weit entfernten Punkte her, so erfolgt die Abbildung im Bildpunkte nach denselben Prinzipien; man zieht also den betreffenden Radius als Lot, läßt den Strahl unter dem gleichen Winkel reflektieren; die reflektierten Strahlen vereinigen sich im Bildpunkte. Für punktförmige Objekte in den Nebenachsen ist die entsprechende Konstruktion maßgebend, und dadurch erhält man auch sofort die Konstruktion des Bildes von ausgedehnten Objekten. Die konkaven Spiegel erzeugen also reelle Bilder, die wie bei den Linsen umgekehrt sind; da sie sich aber auf der gleichen Seite befinden wie die Objekte, so ist nicht bloß oben und unten, sondern auch rechts und links vertauscht, wie bei der Reflexion von ebenen Spiegeln (spiegelverkehrte Bilder).

14. Abbildung durch negative oder konvexe Spiegel. Wie die Fig. 23 zeigt, werden die Strahlen unter dem gleichen Winkel wieder reflektiert; sie kommen schon am Punkte O divergent an und werden nach der Reflexion noch stärker divergent. Die rückwärtige Verlängerung der Strahlen führt zu dem virtuellen Bildpunkte in B. Parallele Strahlen vereinigen sich rückwärts in dem virtuellen Brennpunkte.

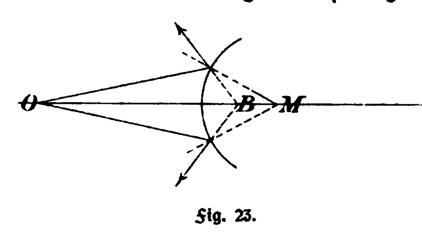


Fig. 23.

15. Die einfachsten optischen Apparate entstehen durch die Verbindung von Linsen oder Spiegeln mit dem Auge selbst. Der optische Apparat des Auges ist hierbei als einfache konvexe Linse aufzufassen.

Die Lupe ist der einfachste aller optischen Apparate; sie besteht in einer konvexen Linse, welche vor das Auge gehalten wird.

Das normale Auge sieht einen Gegenstand am deutlichsten in der Entfernung von 20 cm. Was auch für optische Teile sich vor dem Auge befinden mögen, es muß immer der Strahlengang zuletzt derart sein, daß die zu einem Punkte gehörenden Strahlen so ins Auge eintreten, als wenn sie von einem in 20 cm Entfernung befindlichen Punkte herkämen. Der Punkt O Fig. 24 möge sich in der deutlichen Sehweite befinden, dann bildet er sich ohne Lupe scharf auf der Netzhaut in B ab. Den gleichen Gang nehmen aber auch die Strahlen, welche von O_1 ausgehen, wenn die Lupe (gestrichelt gezeichnet) eingeschaltet ist; es findet also jetzt ebenfalls deutliche Abbildung

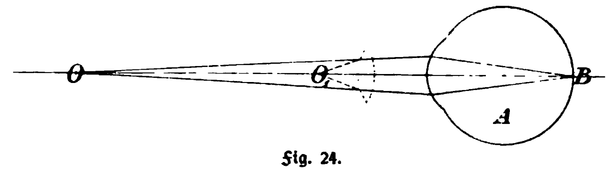


Fig. 24.

statt, obgleich O_1 dem Auge viel näher liegt als O. Denken wir uns nun statt der Punkte ausgedehnte Objekte in O und O_1, so findet entsprechend scharfe Abbildung derselben auf der Netzhaut statt; aber die Abbildung wird natürlich um so größer, je näher das Objekt dem Auge ist. Ist z. B. das in O_1 befindliche Objekt 5^{cm} vom Auge entfernt, so erscheint es viermal so groß, als wenn es sich in der deutlichen Sehweite befände: die Lupe vergrößert viermal. Es sind also viermal kleinere Details zu erkennen, als ohne Lupe; das Auge hat aber den Eindruck, als wenn auch jetzt noch das Objekt in O wäre, aus dem einfachen Grunde, weil der Strahlengang im Auge auch tatsächlich genau so ist.

Die Lupe wird ungemein häufig angewendet, sei es als solche zur genaueren Betrachtung kleiner Objekte, sei es als letzter optischer Teil eines komplizierteren optischen Instruments; in letzterem Falle wird die Lupe Okular genannt. Es ist für alles Weitere sehr wichtig, zu beachten, daß unter allen Umständen zuletzt die Strahlen immer so ins Auge gelangen müssen, als wenn sie aus Punkten in der deutlichen Sehweite herkämen; es sei hier auch noch einmal darauf aufmerksam gemacht, daß diese deutliche Sehweite etwas Individuelles ist, die von wenigen Zentimetern beim Kurzsichtigen bis zu unendlicher Strecke beim Weitsichtigen variieren kann. Wird der Augenfehler nicht durch eine Brille kompensiert, so daß für das System Auge + Brille die normale Sehweite 20^{cm} beträgt, so muß die Entfernung des zu betrachtenden Objekts vom Auge auch bei Benutzung der Lupe so lange korrigiert werden gegenüber der normalen Stellung, bis das Bild auf die Netzhaut fällt, d. h. bis sich für das Auge das Objekt scheinbar in der individuellen Sehweite befindet. Es äußert sich das darin, daß bei einem optischen Apparate im allgemeinen jeder Beobachter das Okular für sich besonders „einstellen" muß, wenn er deutliche Bilder sehen will.

16. Das astronomische Fernrohr. Das astronomische Fernrohr bezweckt, das reelle Bild eines weit entfernten oder unendlich weit entfernten Objekts mittels einer Lupe zu betrachten. Es besteht daher aus einer positiven Linse oder einem konkaven Spiegel, der ein reelles Bild erzeugt, und

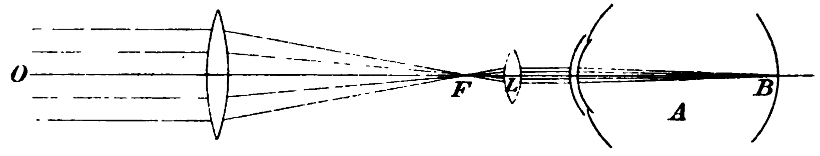


Fig. 25.

einer Lupe, Okular genannt, durch welche das Bild betrachtet wird. Je nachdem man zur Bilderzeugung eine Linse oder einen Spiegel benutzt, je nachdem also Lichtbrechung oder Lichtreflexion stattfindet, nennt man das Fernrohr einen Refraktor oder einen Reflektor; gewöhnlich werden diese Bezeichnungen aber nur auf größere Instrumente angewendet. Der Strahlengang in einem astronomischen Fernrohre ist der folgende für punktförmige Abbildung. (Fig. 25.)

Die aus großer Entfernung parallel unter sich und zur Hauptachse auf die vordere Linse, das Objektiv, eintreffenden Strahlen schneiden sich im Brennpunkte; sie fallen nachher auf das Okular L, welches sich in solcher Entfernung von F befindet, daß sie nach dem Durchgange so laufen, als wenn sie aus dem Punkte der deutlichen Sehweite kämen. Das Auge A sieht alsdann den unendlich weit entfernten Punkt scheinbar in der deutlichen Sehweite. Die Konstruktion der Punktbilder auf den Nebenachsen und damit die Konstruktion des Bildes eines ausgedehnten Objekts in der Brennebene ist nach Nr. 7 klar. Da das reelle Bild umgekehrt liegt, wie das wirkliche, so erscheint auch im astronomischen Fernrohr jedes Bild umgekehrt, unten und oben ist vertauscht. Wird statt des Objektivs ein konkaver Spiegel zur Bilderzeugung verwendet, so ist das Bild im Fernrohr (Reflektor) spiegelverkehrt.

(Ausführliche Betrachtungen über das Fernrohr finden sich im Kapitel über Himmelsphotographie.)

17. Das terrestrische Fernrohr. Die Umkehr der Bilder im astronomischen Fernrohr ist bei der Betrachtung astronomischer Objekte gänzlich ohne Belang, wirkt dagegen bei der Beobachtung irdischer Gegenstände ungemein störend, da man gewöhnt ist, dieselben stets in einer ganz bestimmten, natürlich gegebenen Lage zu sehen. Beim terrestrischen Fernrohr werden daher hinter der Brennebene zwei Linsen eingeschaltet, welche in Verbindung mit dem Okular von dem ersten Bilde ein zweites erzeugen; es findet hierbei wieder Bildumkehrung statt, das zweite Bild, welches betrachtet wird, steht also nunmehr richtig.

18. Das holländische Fernrohr. Beim holländischen Fernrohr wird die Eigenschaft der negativen Linsen benutzt, um das nicht verkehrt stehende virtuelle Bild des Objekts zu betrachten. Das Okular wird dabei in den Strahlengang vor der Vereinigung in der Brennebene eingesetzt und muß eine wesentlich kürzere Brennweite (virtuelle) besitzen, als die deutliche Sehweite beträgt.

Die vom Objektiv kommenden konvergenten Strahlen werden durch die konkave Linse (Zerstreuungslinse) divergent gemacht, so daß sie scheinbar von dem virtuellen Punkte B kommen. Im Auge erscheint also das vir-

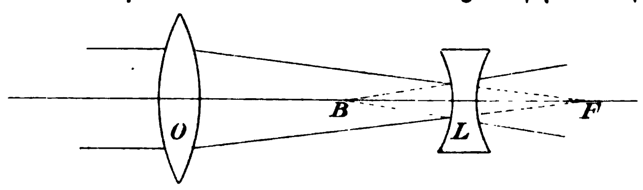


Fig. 26.

tuelle Bild in B aufrechtstehend (Fig. 26). Da infolge dieser Konstruktion das holländische Fernrohr sehr viel kürzer ist als das terrestrische, so wird ersteres aus Bequemlichkeitsgründen vorwiegend als Theaterglas (Operngucker) und Feldstecher verwendet.

19. **Das zusammengesetzte Mikroskop** (Fig. 27). Soll ein kleines Objekt bei stärkerer Vergrößerung betrachtet werden, als dies bei Benutzung einer Lupe geschehen kann, so ist hierfür die Kombination zweier Linsen erforderlich. Die vorderste, meist kleine und stark gekrümmte Linse, das Objektiv, befindet sich nahe beim Objekte in einem Abstande, der zwischen der Brennweite und der doppelten Brennweite variieren kann; es wird nämlich dann ein reelles Bild erzeugt, welches größer ist als das Objekt. Dieses reelle Bild wird durch eine Lupe (Okular) betrachtet und also nochmals vergrößert. Die Vergrößerung eines jeden Mikroskops mit gegebenem Objektiv und Okular ist nach oben hin theoretisch unbeschränkt; je näher nämlich das Objekt nach dem Brennpunkte des Objektivs rückt, um so weiter entfernt findet die Abbildung statt, damit wächst auch die Objektivvergrößerung des Bildes; befände sich das Objekt genau im Brennpunkte, so würden die Strahlen ja parallel laufen, das Bild läge also im Unendlichen und wäre unendlich groß. Praktisch tritt aber bald eine Grenze ein, die bedingt ist durch die Güte des Objektivs und die schließlich unhandlich werdende Länge des Mikroskops. Die Bedingung, daß das Objekt zwischen Brennweite und doppelter Brennweite des Objektivs liegen muß, ist aus der optischen Grundformel in 6 sehr leicht zu erkennen; liegt es außerhalb der doppelten Brennweite, so ist das Bild eben kleiner als das Objekt, es wäre alsdann praktischer, das Objekt selbst mit der Lupe zu betrachten als sein Bild.

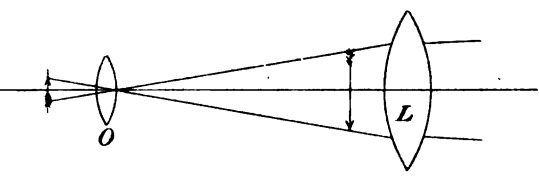


Fig. 27.

20. **Das Kollimationsprinzip.** In Nr. 6 war gezeigt worden, daß ein Bündel paralleler Strahlen durch eine positive Linse oder einen positiven Spiegel im Brennpunkte vereinigt wird; umgekehrt verlassen Strahlen, welche divergent von dem Brennpunkte kommen, die Linse als parallele. Von letzterem wird vielfach Gebrauch gemacht, wenn in einem optischen Apparat, z. B. im Spektroskop, paralleles Licht verwendet werden soll. Man nennt eine zum Parallelmachen der Strahlen bestimmte Linse eine Kollimatorlinse. Aus der Kollimatorlinse treten die Strahlen so aus, als wenn sie von einem unendlich weit entfernten Punkte herkämen; sieht man demnach mit einem auf unendlich eingestellten Fernrohr in die Kollimatorlinse hinein, so sieht man ein im Brennpunkte befindliches Objekt scharf. Jedes umgekehrt benutzte Fernrohr ist also gleichzeitig ein Kollimator. Richtet man zwei Fernrohre a und b, in deren Brennebenen sich z. B. je ein Fadenkreuz befindet, mit den Objektiven aufeinander, so sieht man durch a das Fadenkreuz von b, durch b das Fadenkreuz von a. Da man das eigene Fadenkreuz natürlich gleichzeitig mitsieht, so kann man beide Fadenkreuze zur Deckung bringen, und besitzt somit ein Mittel, zwei Fernrohre ganz genau aufeinander richten zu können, was besonders bei spektroskopischen Messungen sehr wichtig ist.

Eine besondere Bedeutung besitzt das Prinzip der Kollimation noch dadurch, daß man mit seiner Hilfe Vergrößerung oder Verkleinerung erzielen kann. Die Bildgröße verhält sich nämlich zur Objektgröße wie die entsprechenden Brennweiten der beiden Fernrohrobjektive. Hat z. B. in Fig. 28 das Objektiv a die Brennweite f, das zweite Objektiv b dagegen die Brennweite $\frac{f}{3}$, so ist die Abbildung B des Objekts O durch das Objektiv b dreimal so klein, als das Objekt O. Betrachtet man umgekehrt B als Objekt, so ist dessen Abbildung O durch das Objektiv a dreimal so groß. Es ergibt sich dies in einfacher Weise aus der Figur. Die an der Pfeilspitze von O ausgehenden Strahlen, von denen zwei gezeichnet sind, verlassen das Objektiv a, in dessen Brennebene sich O befindet, parallel und zwar parallel zu ihrer Nebenachse. Sie treffen als paralleles Bündel auf das Objektiv b, und werden in dessen Nebenachse, die von der Mitte des Objektivs ausgehend der ersten Nebenachse parallel ist, in $\frac{1}{3}$f vereinigt. Das Entsprechende findet für die Abbildung des Pfeilendes statt, und die abgebildete Pfeillänge B ist nur $\frac{1}{3}$ der wahren Pfeillänge O. Nach dem schon erwähnten Grundprinzip, daß bei allen geometrischen Konstruktionen in der Optik die Richtung des Strahles gleichgültig ist, bleibt die Konstruktion bestehen, wenn man B als Objekt und O als Bild betrachtet; in diesem Falle findet eine dreimalige Vergrößerung statt.

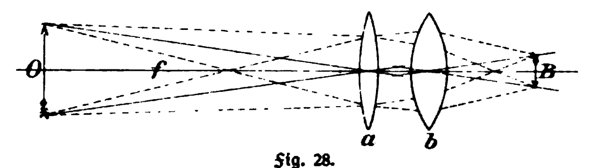


Fig. 28.

In den vorstehenden 20 Nummern sind die hauptsächlichsten Grundlagen für die Konstruktion optischer Apparate in möglichster Kürze enthalten. Wenn es sich in den späteren Kapiteln um ausführlichere Darlegung dieser Art handelt, wird die Angabe der Nummer genügen, um sich über den Grundbegriff zu orientieren, ohne daß es erforderlich wäre, immer zu wiederholen oder auf nicht jedem Leser zugängliche Lehrbücher der Optik zu verweisen.

Drittes Kapitel.

Die physiologischen Grundlehren des Sehens.

Das Sehen ist ein ungemein komplizierter Vorgang, dessen inneres Wesen, wie bei allen Äußerungen des Lebens, noch gänzlich unbekannt ist. Den Gang der Lichtstrahlen im Auge bis zur Erzeugung eines reellen Bildes auf der Netzhaut können wir ganz genau verfolgen; wir wissen auch, daß in diesem Bilde die Enden der zahllosen Fasern des Sehnerven, je nach Helligkeits- und Farbenunterschieden im Bilde, verschieden gereizt werden, und daß diese Reize bis zu einer bestimmten Stelle des Gehirns fortgeleitet

werden. Die Umsetzung dieser Reize in Verbindung mit der Verstandestätigkeit zum bewußten Sehen ist unserer Erkenntnis völlig verschlossen; aber etwas sehr Wichtiges ist uns doch dabei bekannt, das ist die Tatsache, daß es sich hier nicht um etwas a priori jedem Menschen Gegebenes handelt, sondern um etwas durch Gewöhnung Gelerntes. Wenn ein blinder intelligenter Mensch als Erwachsener durch eine Operation sehend gemacht wird, so kann er zunächst gar nichts „sehen", obwohl auf seiner Netzhaut nunmehr ein deutliches Bild erzeugt wird; nicht den einfachsten Gegenstand, den er durch Befühlen sofort erkennt, kann er mit seinem sehenden Auge erkennen. Erst durch gleichzeitiges Befühlen und Besehen lernt er langsam, wenn auch natürlich schneller als das neugeborene Kind, das wirkliche Sehen. Schon das jedem Menschen ganz unbewußte und ungemein geläufige Richten der Augen auf einen bestimmten Gegenstand behufs seiner Erkennung fällt dem Sehendgewordenen außerordentlich schwer. Das Sehen ist eine durch Übung erworbene Fertigkeit, ähnlich wie ein Handwerk, dessen Betreiben keinem Menschen ohne Übung möglich ist.

Ein sehr prägnantes Experiment in betreff der Gewöhnung der Augen läßt sich leicht anstellen. Nach der Theorie der Linsenabbildung sind die Bilder im Auge umgekehrt; trotzdem sehen wir die Gegenstände als nicht auf dem Kopfe stehende, weil wir uns von Anfang an an diese Umkehrung gewöhnt haben und zwar derartig, daß wir überhaupt gar nicht mehr imstande sind, anders zu empfinden. Man kann nun auch durch andere Reize als durch Licht allein subjektive Lichterscheinungen im Auge hervorrufen, z. B. durch Druck auf die Netzhaut. Drückt man im Dunkeln mit dem Fingernagel am äußersten Punkte des Augapfels, soweit wie der Knochen der Augenhöhle dies gestattet, so sieht man, so lange der Druck anhält, eine kleine leuchtende Fläche, die der gedrückten Stelle der Netzhaut entspricht. In dem angegebenen Beispiele sieht man aber diese Stelle gar nicht da, wo man den Druck als leichten Schmerz fühlt, sondern genau an der entgegengesetzten Stelle, also nach der Nase zu. Trotz des besseren Wissens, wo sich die lichtempfindende Stelle des Auges befindet, sind wir nicht imstande, uns von der Angewöhnung durch das wirkliche Sehen frei zu machen.

Während nun jeder Mensch mit gesunden Augen sehen lernt, soweit dies für seine Bedürfnisse notwendig ist, ist mancher nicht imstande, im Sehen eine gewisse Kunstfertigkeit zu erwerben, die man als Beobachtungskunst bezeichnet, und welche von den praktischen Naturforschern, ganz besonders aber von Astronomen und Physikern, durch ständige Übung erworben und erhalten werden muß; es gehört auch hierzu ein Talent, wie zur Ausübung einer jeden gesteigerten Fertigkeit oder Kunst. Unter Beobachtungskunst versteht man die Betrachtung von Objekten oder Phänomenen in der bestimmten Absicht, schwierig erkennbare oder meßbare Eigenschaften und Vorgänge ihrem wahren Verhalten nach zu erkennen resp. zu messen. Wegen mangelnder Beobachtungskunst ist daher der Laie so oft enttäuscht, wenn er

zum ersten Male durch ein Fernrohr oder Mikroskop schaut. Er sieht einfach gar nicht dasjenige, auf was es ankommt.

Trotz seiner bewundernswerten Einrichtung ist aber doch das Auge mit einer ganzen Reihe von Unvollkommenheiten behaftet, die für gewöhnlich nicht merklich werden, weil wir sie von Kindheit an gewöhnt sind. Beim wissenschaftlichen Beobachten aber machen sie sich vielfach störend bemerkbar und geben Anlaß zu Täuschungen, deren Erkennen zur Beobachtungskunst gehört, und deren gänzliche Unschädlichmachung in der nachherigen Bearbeitung der Beobachtungen erforderlich ist. Von derartigen Fehlern und Täuschungen soll im folgenden wesentlich gehandelt werden; doch dürfte es nötig sein, vorher kurz an einige unbewußte Vorgänge beim normalen Sehen zu erinnern, weil sie eben als unbewußte den meisten Menschen nicht bekannt sind.

In der Netzhaut endigen die Fasern des Sehnerven in Zellen, welche den Waben der Bienen entsprechend vorzustellen sind. Durch diese Zellen, deren es zwei verschiedene Arten gibt, Stäbchen und Zäpfchen genannt, von denen die Zäpfchen die wichtigeren zu sein scheinen, sind die kleinsten Elemente des Sehens bedingt, eine schärfere Trennung von Punkten, als sie dieser gegebenen Anordnung entspricht, ist nicht denkbar. Die Dicke der Zapfen beträgt nun da, wo sie am engsten stehen, im sogenannten gelben Fleck, 0,003^{mm}, oder im Winkelmaße, vom optischen Mittelpunkte des Auges an gerechnet, etwa 50″, d. h. es ist für das unbewaffnete Auge nicht möglich, zwei Lichtpunkte getrennt zu erkennen, deren Winkeldistanz weniger als 50″ beträgt. Dem entspricht auch durchaus die Erfahrung, die man in betreff der Trennung von Doppelsternen am Himmel macht. Daß es sich hierbei um eine außerordentlich feine Struktur der Netzhaut handelt, erkennt man sofort, wenn man bedenkt, daß etwa 13000 bis 14000 solcher Elemente auf ein Quadratmillimeter gehen. Das Auge ist übrigens durchaus nicht optisch vollkommen gebaut, sphärische und besonders chromatische Aberration sind in starkem Maße vorhanden, doch ist bei der Abbildung von Punkten die Intensität in der Mitte der Aberrationsscheibchen so groß im Verhältnis zu den Rändern, daß bei kleinster Punktabbildung doch nur gerade ein einziges Netzhautelement in Anspruch genommen wird.

Wenngleich nun das gleichzeitig wirksame Gesichtsfeld des Auges sehr groß ist, — mit beiden Augen kann man seitlich einen vollen Halbkreis übersehen — so ist doch diejenige Stelle des Auges, mit welcher man scharf sieht, sehr klein. Diese Stelle befindet sich ungefähr in der optischen Hauptachse der Augen, wird als Sehgrube bezeichnet und ist die Mitte des sogenannten gelben Flecks. Sie enthält nur Zapfen und hat ein Gesichtsfeld von 40′ bis 50′. Sie stellt den Fixationspunkt des Auges dar: Will man etwas deutlich erkennen, so wird das Auge durch seine Bewegungsmuskeln so gerichtet, daß das Bildchen des zu betrachtenden Objekts genau in die Sehgrube fällt. Wie unvollkommen man mit den übrigen Teilen der Netzhaut sieht, kann man leicht durch einen Versuch ermitteln. Man braucht nur

irgend einen Gegenstand scharf zu fixieren, ohne die Augen im geringsten zu bewegen, was meist erst nach einiger Übung gelingt, während man seitlich im Gesichtsfeld die Hand bewegt. Man erkennt deutlich die Bewegung der Hand, ist aber nicht imstande, auch nur die Zahl der etwa ausgespreizten Finger anzugeben. Und doch können wir in wenigen Sekunden — oder besser hier gesagt in wenigen „Augenblicken" — einen größeren, kompliziert gestalteten Gegenstand in allen Einzelheiten erkennen und unserem Gedächtnisse einverleiben. Es geschieht das durch die fast unbewußt vor sich gehenden, ungemein schnellen Bewegungen der Augen, in denen wir eine solche Übung und Geschicklichkeit besitzen, daß wir in außerordentlich schneller Aufeinanderfolge die Konturen des Gegenstandes in den Fixationspunkt führen. Uns selbst kommt das meist gar nicht zum Bewußtsein; an den Augen eines andern, der einen größern Gegenstand aufmerksam betrachtet, können wir es aber deutlich erkennen. Das gewöhnliche Sehen, wie es täglich geübt wird, beruht also bereits auf recht komplizierten Vorgängen, die im einzelnen zu verfolgen schwierig ist.

Wie schon bemerkt, ist das Sehen außerhalb der Sehgrube ein recht unvollkommenes in bezug auf Schärfe und Erkennen. Letzteres wird aber sehr erleichtert durch Bewegung des betreffenden Objekts. Wenn beim sogenannten indirekten Sehen, also seitlich im Gesichtsfelde, irgend ein schwaches Objekt nicht erkannt werden kann, so wird es sofort bemerkt, wenn es seinen Ort im Gesichtsfelde ändert. Im übrigen scheint bei sehr schwachen Objekten im dunklen Gesichtsfeld die Wahrnehmbarkeit beim indirekten Sehen größer zu sein als beim direkten Sehen; aber wohlverstanden nur die Wahrnehmbarkeit oder Auffindbarkeit, nicht aber das Erkennen.

Alles Erkennen beruht auf Unterschieden in der Helligkeit oder in der Farbe. Sieht man zunächst von letzterer ab, so ist es die Kontrastwirkung zwischen zwei Stellen eines Objekts, welche diese beiden Stellen zur getrennten Wahrnehmbarkeit bringt, und diese Kontrastwirkung hängt wieder von der absoluten Helligkeit der Gegenstände ab. Unterhalb einer gewissen geringen Helligkeit werden Gegenstände vom Auge nicht wahrgenommen: „ihre Helligkeit liegt unterhalb der Reizschwelle des Auges". Oberhalb einer gewissen Helligkeit können ebenfalls Helligkeitsunterschiede nicht mehr empfunden werden; das Auge ist alsdann überblendet. Es tritt hierbei aber eine direkte pathologische Störung des Auges ein, die unter Umständen dauernde Schädigung nach sich zieht. Bei Helligkeiten, die dem Auge bequem sind, kann man bei größter Aufmerksamkeit Helligkeitsunterschiede von etwa 1% noch eben wahrnehmen, darunter gelegene aber nicht mehr.

Nun hat unser Auge eine recht unangenehme Eigenschaft, die in Verbindung mit der Kontrastwirkung die oben erwähnte untere Reizschwelle bedingt, so daß Helligkeiten unterhalb dieser Grenze auch im dunkelsten Raume nicht mehr aufgefaßt werden können. Die Netzhaut oder die Fasern des Sehnerven befinden sich nämlich in einem beständigen Reizzustande, der es bewirkt, daß uns auch völlige Abwesenheit von Licht nicht absolut

schwarz erscheint. Wir sehen stets einen fleckigen, matt hellen Grund vor uns, in dem die Flecken meist in wallender Bewegung begriffen sind. Diese subjektive Augenhelligkeit wird wahrscheinlich durch die Blutzirkulation im Auge veranlaßt, da das Wallen häufig unmittelbar mit dem Herzschlage zusammenhängt. Bei Erregungen, die die Blutzirkulation im Auge vermehren, z. B. nach Alkoholgenuß, verstärken sich die Erscheinungen der Augenhelligkeit in auffallender Weise. Bezeichnen wir die subjektive Helligkeit des Sehfeldes im dunklen Raume mit H und mit h die Helligkeit eines auf der Netzhaut erzeugten Bildes, so ist an der Bildstelle die Gesamthelligkeit $H + h$, der Kontrast gegen die Umgebung des Bildes $\frac{H+h}{H}$; so lange nun dieser Kontrast nicht größer als $1\,^0/_0$ ist, so lange kommt das Bild nicht zur Wahrnehmung.

Das Auge besitzt einen automatischen Regulierapparat, durch den seine Lichtempfindlichkeit bei schwachem Lichte vermehrt, bei starkem, schädlichem Lichte abgeschwächt werden kann. Es ist dies ein zwischen Hornhaut und Linse befindliches Diaphragma, die Iris, deren Öffnung, die Pupille, innerhalb ziemlich starker Grenzen variabel ist. Bei Ausschluß von Licht oder bei ganz matter Beleuchtung hat die Pupille einen Durchmesser bis zu 8^{mm}; je stärker die Beleuchtung wird, um so enger wird sie, bis zu etwa 1^{mm}. Da nun die Menge des einfallenden Lichtes proportional dem Quadrate der Öffnung ist, so ist bei ganz schwachem Lichte das Auge befähigt, 64 mal so viel Licht aufzunehmen als bei sehr heller Beleuchtung. Es läßt sich das sehr gut am eigenen Auge beobachten, wenn man sich bei ganz geringer Beleuchtung vor den Spiegel stellt, so daß man kaum noch die Pupille erkennen kann; flammt dann plötzlich zwischen Spiegel und Auge ein Licht auf, dessen Strahlen ins Auge fallen, so sieht man ganz deutlich, wie sich in $^1/_4$ bis $^1/_2$ Sekunde die Pupille stark zusammenzieht.

Wird eine Stelle der Netzhaut durch Licht gereizt, so entsteht an dieser Stelle eine Veränderung (Ermüdung) des Sehapparats, die wahrscheinlich chemischer Natur ist und eine gewisse Zeit in Anspruch nimmt. Diese Zeit ist je nach der Helligkeit des Lichts und nach der Zeitdauer der Beleuchtung selbst verschieden, und es wird dadurch bewirkt, daß ein Lichteindruck von außerordentlich geringer Zeitdauer, wie z. B. beim elektrischen Funken, scheinbar merkliche Zeit andauert. Folgen die momentanen Lichteindrücke so schnell aufeinander, daß beim Eintreffen des folgenden Eindrucks die Wirkung des ersten noch kräftig vorhanden ist, so kann das Auge die intermittierenden Lichteindrücke nicht mehr voneinander unterscheiden. Bei zunehmender Geschwindigkeit der Belichtungsfolge tritt zuerst ein Flimmern ein, d. h. der Eindruck wird zwar geringer, bis der nächste kommt, hört aber nicht bis dahin auf; endlich erscheint die Lichtquelle vollständig kontinuierlich, wie z. B. eine elektrische Bogenlampe bei Wechselstrom. Vielfache Anwendung von dieser Trägheit des Auges wird speziell zum Zwecke der Sinnestäuschung bei den Stroboskopen oder in wesentlich vollkommnerer

Form bei den Biographen gemacht, bei denen Bewegungsvorgänge, die in einzelnen getrennten Phasen dargestellt sind, durch die Schnelligkeit der Aufeinanderfolge in scheinbar kontinuierliche Bewegung übergehen. Übrigens ist gerade bei den Biographen die Geschwindigkeit eine noch zu geringe; die Bilder zeigen meistens ein sehr unangenehmes Flimmern.

Ist der Lichteindruck ein kräftiger gewesen, oder hat er längere Zeit angedauert, so bleibt der dadurch hervorgerufene Reizzustand der Netzhaut längere Zeit bestehen, bis zu mehreren Minuten, ja Stunden. Die Erscheinung wirkt meist sehr störend, kann aber alsdann genauer studiert werden. Fixiert man einen sehr hellen Gegenstand wenige Sekunden lang recht scharf, und schließt man dann die Augen oder verdunkelt den Raum, so sieht man zunächst den Gegenstand in seiner natürlichen Farbe und in voller Schärfe während weniger Sekunden, dann tritt eine Veränderung der Farben ein und das Nachbild verschwindet allmählich; wenn es bereits verschwunden ist, kann man es für gewöhnlich durch Blinzeln oder sonstige Bewegungen der Augen auf kurze Zeit wieder zur Sichtbarkeit bringen. Bewegt man während der Sichtbarkeit das Auge, so folgt das Nachbild diesen Bewegungen, d. h. scheinbar bewegt sich alsdann das vorher fixierte Objekt, wie dies ganz natürlich ist. Hat man während des Fixierens das Auge nicht völlig still gehalten, so wird das Nachbild unscharf oder auch doppelt oder mehrfach. Solange nun der Reizzustand, der das erste oder positive Nachbild im Dunkeln hervorruft, anhält, so lange ist die betreffende Stelle der Netzhaut wesentlich unempfindlicher gegen weitere Lichtreize. Blickt man daher bei deutlich vorhandenem positiven Nachbilde plötzlich gegen eine helle Fläche, so kehrt sich das Nachbild um, d. h. es erscheint dunkel auf dem hellen Hintergrunde, weil eben der neue Reiz an der Stelle des Nachbildes weniger stark wirkt; das Nachbild ist negativ geworden. Durch abwechselndes Schließen und Öffnen der Augen kann man die Nachbilder beliebig in positive oder negative umwandeln.

Hat man sehr helle Objekte, wie die Sonne oder elektrisches Licht, wenn auch nur sehr kurze Zeit, fixiert, so sind die entstehenden Nachbilder so intensiv, daß man längere Zeit das Auge kaum gebrauchen kann. Gerade das, was man scharf sehen will, also in den Fixationspunkt des Auges bringt, verschwindet vollständig; man ist z. B. imstande, die Figur eines Menschen zu erkennen, nicht aber sein Gesicht, weil man gerade dessen Bild immer auf den übermäßig gereizten Teil der Netzhaut, die Sehgrube, bringt. Auch schwächere Lichteindrücke halten oft längere Zeit an, was man erst merkt, wenn man sich im völlig dunklen Raume befindet, indem sie dann die Augenhelligkeit etwas verstärken. Die Erkennung schwächster astronomischer Objekte ist daher nur mit im Dunkeln „ausgeruhten" Augen möglich, d. h. mit solchen, in denen die letzten Reste der Nachbilder ausgelöscht sind.

Die Nachbilder haben schon häufig zu unabsichtlichen Sehtäuschungen geführt. Hierhin gehört die schon vielfach berichtete Beobachtung, daß sich eine Sternschnuppe von einem hellen Sterne abgelöst habe. Der be-

treffende Beobachter hat den hellen Stern fixiert und hat dann sein Auge nach irgend einer Richtung hin fortbewegt, an dieser Bewegung hat scheinbar das schnell verblassende Nachbild des Sternes teilgenommen und so den Eindruck einer von dem hellen Sterne ausgehenden Sternschnuppe hervorgerufen.

Bei heller Beleuchtung werden unter gewissen Umständen reell im Auge vorhandene Körperchen, wie Schleimklümpchen, Membranstückchen oder Fasern sichtbar, indem sie ihre Schatten auf die Netzhaut werfen. Für gewöhnlich sind diese Schatten nicht wahrnehmbar, weil sie bei der verhältnismäßig großen Pupillenöffnung zu matt und verwaschen werden. Tritt aber nur ein sehr enges Lichtbündel in das Auge ein, wie das z. B. häufig beim Sehen im Mikroskop oder Fernrohr der Fall ist, so werden die Schatten scharf und kommen als kleine Bläschen oder Fasern oder dergl. zur Wahrnehmbarkeit; sie bewegen sich meist langsam durch das Gesichtsfeld und verändern bei Augenbewegungen ihren wahren Ort; befinden sie sich außerhalb des Fixationspunktes, so versucht man unwillkürlich, sie durch Bewegung der Augen in denselben zu bringen, wie die Nachbilder folgen sie aber natürlich den Augenbewegungen, daher hat man sie als mouches volants bezeichnet. Auch sie können unter Umständen zu Täuschungen Veranlassung bieten. Die Blutgefäße der Netzhaut, welche innerhalb derselben liegen, auf den untersten Teil derselben, der gerade die lichtempfindlichen Elemente enthält, also Schatten werfen, sind für gewöhnlich nicht wahrnehmbar, und es bedarf besonderer Vorkehrungen, sie zur Sichtbarkeit zu bringen; für unsere Zwecke ist daher ein näheres Eingehen auf diese Erscheinung nicht notwendig. Ebenso möge es hier genügen, einige andere subjektive Erscheinungen des Auges nur zu erwähnen, wie das Aufblitzen heller Punkte bei der Betrachtung heller Flächen, oder das Auftreten stark bewegter heller Punkte, sobald beim Bücken oder durch sonstige, den Blutdruck im Kopfe steigernde Bedingungen besonders starke Reizzustände hervorgerufen werden.

Ähnlich, wie die Schatten der Blutgefäße auf der Netzhaut für gewöhnlich nicht zur Wahrnehmung gelangen, bleibt auch der „blinde Fleck" des Auges außerhalb des Bewußtseins. An der Mündungsstelle des Sehnerven in die Netzhaut ist letztere völlig blind. Der Durchmesser dieser Stelle beträgt 1,5^{mm} bis 2^{mm}, was einem Gesichtswinkel von 6° bis 7° entspricht, bei einem Abstande von etwa 16° von der Augenachse. Es befindet sich also in unserem Gesichtsfelde eine große Lücke, in der z. B. das ganze Gesicht einer etwa zwei Meter entfernt befindlichen Person verschwinden kann. Nur bei ganz auffallenden Erscheinungen nehmen wir diese partielle Blindheit wahr, wenn z. B. ein großer heller Fleck auf einer sonst schwarzen Fläche plötzlich scheinbar verschwindet.

In den exakten Wissenschaften reicht das Sehen allein in den meisten Fällen nicht aus; es muß gemessen werden. Wie nun aber auch die Art der Messung beschaffen sein, und welche Konstruktion der betreffende Meßapparat

haben möge, in letzter Instanz muß das Auge an der Messung teilnehmen durch einen Vorgang, den man Taxierung oder Schätzung nennt. Durch diese Schätzung wird aber ein subjektives Element in die Messung gebracht und damit, bei der Unvollkommenheit einer jeden menschlichen Sinnestätigkeit, eine Fehlerquelle, die häufig nur mit den größten Schwierigkeiten unschädlich zu machen ist. Für jedes wissenschaftliche Messen ist die Frage der subjektiven Fehler von größter Wichtigkeit, wir wollen derselben daher auch hier einen etwas größeren Platz einräumen und zunächst an einem einfachen Beispiele die Art der Fehler und den Modus ihrer Unschädlichmachung klarlegen. Das Beispiel soll sich auf das Messen kleiner Entfernungen mit Hilfe einer Mikrometerschraube beziehen, bei welcher Gelegenheit auch gleich die Erklärung einer solchen Meßvorrichtung, die ungemein häufig benutzt wird, gegeben werden kann.

Zu sehr exakten linearen Messungen wird am meisten die Mikrometerschraube verwendet, eine sehr sorgfältig hergestellte und auf ihre etwaigen Fehler untersuchte Schraube, die bei ihrer Drehung, mit ihrer Spitze auflagernd, einen Schlitten bewegt. in welchem eine feine Meßmarke, z. B. ein Spinnwebfaden ausgespannt ist. Die Schraube ist mit einer Scheibe oder Trommel versehen, die gewöhnlich in 100 Teile geteilt ist; zwischen den einzelnen Teilen kann $^1/_{10}$ dieser Teilung an einem Index geschätzt werden, so daß also die Stellung der Schraube auf den tausendsten Teil einer Umdrehung abgelesen werden kann. Beträgt nun z. B. die Ganghöhe der Schraube $0{,}5^{mm}$, so bewegt sich bei einer Umdrehung derselben der Meßfaden um $0{,}5^{mm}$, es kann also bis auf den tausendsten Teil hiervon, $0{,}0005^{mm}$, eine Verschiebung des Fadens gemessen werden. Man bringt ein solches Mikrometer am Okularteile eines Fernrohrs oder Mikroskops so an, daß sich der Meßfaden in der Bildebene befindet, gleichzeitig aber auch in deutlicher Sehweite bei Betrachtung durch das Okular, so daß Faden und Bild des zu messenden Objekts scheinbar sich in derselben Ebene in der deutlichen Sehweite befinden. Bei einem Mikroskop von 10facher Objektivvergrößerung, bei welchem also das Bild zehnmal so groß ist als das Objekt, würde man mit der oben angenommenen Schraube noch $0{,}00005^{mm}$ Verschiebung messen können, wenn das Okular seinerseits so stark vergrößert, daß man diesen Betrag noch erkennen kann.

Soll nun die Distanz zweier Teilstriche eines sehr feinen Maßstabes, der von 1^{mm} zu 1^{mm} geteilt ist, gemessen werden, so wird man abwechselnd den Meßfaden durch die Schraube auf den ersten und auf den zweiten Strich einstellen und die Stellung der Schraube ablesen. Hierbei stellt sich aber gleich eine gewisse Unsicherheit heraus, da sowohl der Teilstrich als auch der Faden eine gewisse Dicke hat und man daher nicht ganz exakt beurteilen kann, ob die Mitten von Strich und Faden zusammenfallen, oder ob innerhalb deren Breite eine kleine Unsymmetrie vorhanden ist. Die Erfahrung hat gelehrt, daß man meist viel genauer einstellen kann, wenn man nicht einen Faden, sondern zwei parallele, dicht

zusammenstehende Meßfäden verwendet, deren Abstand etwas größer als die Breite des Teilstriches ist, und letzteren in die Mitte zwischen die beiden Fäden stellt. Wir wollen annehmen, unser Mikrometer sei mit solchen Doppelfäden versehen; es werden dann zwei Beobachter die Distanz zwischen den beiden Teilstrichen mit sehr nahe demselben Resultate messen, beispielsweise würde A im Mittel aus mehreren Messungen finden 1,0056^{mm} und B 1,0054^{mm}, so daß man mit großer Sicherheit schließen kann, daß im Mittel die beiden Teilstriche um 0,0055^{mm} weiter auseinanderstehen als die doppelte Ganghöhe der Mikrometerschraube beträgt. Eine sehr viel schlechtere Übereinstimmung aber erhält man für gewöhnlich, wenn es sich nicht um die Messung der Distanz zweier Teilstriche handelt, sondern wenn die Lage eines solchen Teilstriches in bezug auf die Mikrometerschraube bestimmt werden soll. Da würde z. B. A finden 4,6212, B aber 4,6040, d. h. während bei der relativen Distanzmessung beide Beobachter bis auf 0,0002^{mm} übereinstimmten, weichen ihre Messungen der absoluten Lage des Striches um 0,0172^{mm}, also um 80mal so viel voneinander ab. Und doch behaupten beide, sie hätten den Strich genau in die Mitte zwischen die beiden Fäden eingestellt, und betrachtet einer die Einstellung des anderen, so hält er sie für ganz unrichtig. Jeder Mensch taxiert eben die Mitte anders als der andere, sein Augenmaß ist nicht richtig. Man kann sich hiervon sehr leicht selbst überzeugen, wenn man zunächst die Einstellung so gut als möglich ausführt und alsdann ein Reversionsprisma (S. 37) vor das Okular setzt; es ist nun rechts und links vertauscht, das Fehlerhafte der Einstellung erscheint nach der anderen Seite, ist also verdoppelt; man ist bei diesem Anblick oft erstaunt darüber, wie fehlerhaft man eingestellt hat. Bei der Messung der Distanz zweier Striche stellt man beide Striche in gleicher Weise falsch ein, aus der Differenz der beiden Einstellungen fällt also das Unrichtige heraus, daher alsdann die gute Übereinstimmung. Es ist hieraus ersichtlich, daß man, wenn irgend möglich, die Messungen stets so einrichten soll, daß sie streng relativ werden; es läßt sich das aber nicht immer erreichen, z. B. dann nicht, wenn die beiden Objekte, deren Distanz gemessen werden soll, von verschiedenem Aussehen sind, da hiervon die Einstellung abhängig ist. In solchen Fällen muß die „persönliche Gleichung" des Beobachters ermittelt werden, z. B. unter Benutzung des Reversionsprismas, um die subjektive Verfälschung der Messungen unschädlich zu machen.

Wie schon bemerkt, treten derartige subjektive Fehler oder persönliche Gleichungen bei allen Arten der Messung auf, also in den verschiedensten Formen. Besonders stark und markant sind zuweilen derartige Fehler, wenn bei der Messung nicht bloß ein Sinn mitwirkt, sondern deren zwei, wie bei Zeitbeobachtungen. In der Astronomie kommen Zeitbeobachtungen sehr häufig vor, indem bei ruhendem Fernrohr durch die tägliche Drehung der Erde ein Stern durch das Gesichtsfeld passiert und der Beobachter, der den Sekundenschlag einer Uhr hört, beobachtet, bei welchem Bruchteile der Sekunde er den Stern einen im Gesichtsfelde ausgespannten

Faden berühren sieht. Gehör und Gesicht treten hier gleichzeitig in Tätigkeit, und während geübte Beobachter relativ bis auf die Zehntelsekunde exakt beobachten, können die Resultate verschiedener Beobachter bis zu einer Sekunde voneinander abweichen. Die persönliche Gleichung entsteht hier dadurch, daß zwischen der tatsächlichen Einwirkung auf die Sinne — Eintreffen der Lichtwellen auf die Netzhaut des Auges, der Schallwellen in die Schnecke des Ohres — und dem Bewußtwerden dieser Einwirkung eine bei verschiedenen Personen verschieden lange, aber meist recht merkliche Zeit vergeht, die auch für die verschiedenen Sinne verschieden ist. So ist die persönliche Gleichung für denselben Beobachter eine andere, wenn statt des Gehörs die willkürliche Muskelbewegung benutzt wird, wie z. B. beim Registrieren der Sterndurchgänge, wobei der Beobachter die Uhr nicht ticken hört, sondern in dem Momente, wo er den Stern am Faden sieht, auf einen elektrischen Taster zu drücken hat, wodurch eine automatische Notierung der Zeit erfolgt. Hierbei ist die Reihenfolge der zeitbrauchenden physiologischen Momente: Netzhauterregung — Bewußtwerden im Gehirn — Wille — Zusammenziehung der betreffenden Muskeln.

Es ist nun eine besondere Erschwerung, daß die persönlichen Gleichungen nicht immer konstant sind, sondern langsamen Änderungen, zuweilen auch vorübergehenden Schwankungen unterworfen sind. Besonders scheinen sie sich während der Einübung der Beobachter zu verändern, aber auch späterhin nimmt die persönliche Gleichung zuweilen langsam ab oder zu. Vorübergehende Schwankungen werden durch äußere Umstände, wie Ermüdung und Erregung, bedingt.

Die physiologischen Gesetze und besonderen Eigentümlichkeiten, welche bei der Beobachtung resp. Messung von Helligkeiten und Farbenunterschieden maßgebend sind, sollen hier nicht weiter besprochen werden, da sie die Grundlagen der Photometrie bilden und besser in dem dieser Wissenschaft gewidmeten Kapitel zur Darstellung gelangen.

Zum Schlusse sei nur noch auf einen Fehler aufmerksam gemacht, der in geringem Maße fast allen Augen eigen ist und, wenn er stärker auftritt, sehr störend wirkt. Es ist dies der Astigmatismus der Augen, dessen Ursache in einer asymmetrischen Form der Augenmedien, insbesondere der Hornhaut beruht, deren Krümmung in der horizontalen Richtung gewöhnlich eine stärkere ist als in der vertikalen. In der horizontalen Richtung findet also die Bildvereinigung vor der Netzhaut statt, wenn sie sich in der vertikalen genau in derselben befindet. Ein merklich astigmatisches Auge sieht daher die beiden Fäden eines Fadenkreuzes niemals gleichzeitig scharf, es muß für jeden Faden das Okular besonders eingestellt werden, was bei Messungen sehr störend wirken kann. Dieser sogenannte regelmäßige Astigmatismus läßt sich aber kompensieren und unschädlich durch Brillen machen, deren Gläser in der vertikalen Richtung stärker gekrümmt sind als in der horizontalen und zwar so, daß sie mit dem astigmatischen Auge kombiniert ein völlig symmetrisches System darstellen.

Zweiter Abschnitt.

Die Spektralanalyse.

Der Spektralanalyse fällt die Aufgabe zu, das Licht, welches von einem irdischen oder himmlischen Körper ausgeht, nach den verschiedenen Längen der Lichtwellen zu zerlegen, so daß die einzelnen Lichtarten, welche ursprünglich miteinander vermischt waren, getrennt erkannt und untersucht werden können. Die Apparate, welche hierzu dienen, werden Spektroskope, Spektrometer oder Spektrographen genannt. Die durch diese Zerlegung gewonnene Kenntnis der speziellen Lichtzusammensetzung oder des Spektrums liefert in Verbindung mit den spektralanalytischen Theorien unmittelbare Schlußfolgerungen in betreff der chemischen und physikalischen Konstitution der untersuchten Körper und vermag sogar Aufschluß über mechanische Bewegungen der Himmelskörper zu geben.

Es sollen nun zuerst die verschiedenen Spektroskop-Konstruktionen besprochen werden, von den einfachsten bis zu den komplizierten modernen Apparaten, ferner ihre Anbringung und Verwendung am Fernrohr, das Messen der Spektra und die photographische Abbildung derselben und nachherige Verwertung. Alsdann möge eine Darstellung der wichtigsten spektralanalytischen Theorien gegeben werden.

Viertes Kapitel.

Die Konstruktion der Spektralapparate.

Die Zerlegung oder Dispersion des Lichtes je nach den Wellenlängen oder den Spektralfarben kann mit Hilfe von zwei Dispersionsmitteln erreicht werden: den Prismen und den Diffraktionsgittern, und man unterscheidet demnach Prismen- und Gitterspektroskope, von denen zunächst die ersteren beschrieben werden sollen.

Der Durchgang des Lichtes durch ein einfaches Prisma ist in Abschnitt I, Kapitel 2, Nr. 2 ausführlich dargelegt worden. Der violette Strahl wird stärker abgelenkt als der rote, die Differenz der Richtung beider Strahlen ist der Dispersionswinkel, dessen Größe, vorausgesetzt, daß das Licht im Minimum der Ablenkung durch das Prisma geht, allein abhängt vom Brechungskoeffizienten des Glases und vom brechenden Winkel des Prismas.

Für viele Zwecke, besonders bei der Messung von Spektren, ist es nun von Vorteil, starke Dispersion zu benutzen, also ein möglichst ausgedehntes Spektrum zu erzeugen. Beim einfachen Prisma erreicht man dies durch Verwendung von Glassorten, deren Dispersionsvermögen möglichst stark ist, und durch Wahl eines möglichst großen brechenden Winkels. Beidem ist aber bald eine Grenze gesetzt. Die stärkste Dispersion gibt das schwere Flintglas, welches stark bleihaltig und daher auch tatsächlich spezifisch sehr schwer, aber meist schon recht gelb gefärbt ist. Die schwersten Gläser dieser Art sind so stark gefärbt, daß violettes und blaues Licht gar nicht mehr hindurchgeht, und dadurch ist eine obere Grenze für die Dispersion gesetzt. Den brechenden Winkel kann man aber auch nicht beliebig vergrößern; nach den im ersten Abschnitt gemachten Angaben sieht man ein, daß bei Vergrößerung des brechenden Winkels die Strahlen immer schräger ein- und austreten, bis sie schließlich parallel zu den Flächen laufen, in welchem Falle gar kein Licht mehr in das Prisma eintritt. Schon lange vor diesem Grenzfalle aber geht sehr viel Licht durch Reflexion verloren, da die Reflexion mit Ein- oder Austrittswinkel stark zunimmt.

Die Praxis hat gelehrt, daß man bei schweren Flintgläsern den brechenden Winkel nicht wesentlich größer als 60° nehmen darf; will man stärkere Dispersion verwenden, als ein solches Prisma liefert, so kann man dies durch die Verwendung mehrerer derartiger Prismen oder durch die Kombination von Prismen verschiedener Glassorten erreichen. Im ersteren Falle bringt man die Prismen hintereinander an, um ihre Ablenkungswinkel gegeneinander justiert, so daß das Licht durch alle hindurchgehen muß. Jedes Prisma liefert annähernd immer wieder dieselbe Dispersion zu der bereits vorhandenen hinzu, so daß z. B. vier Prismen eine viermal so starke Dispersion geben, wie ein Prisma. Die nebenstehende Fig. 29 erläutert den Gang des Lichtes durch ein System von vier Prismen.

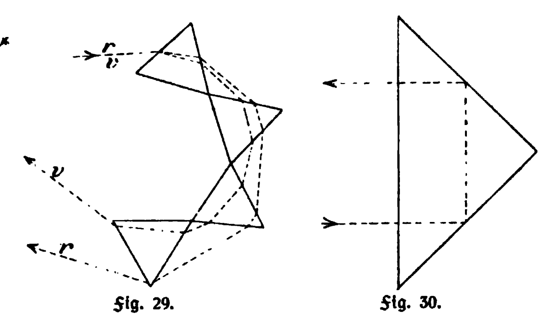


Fig. 29. Fig. 30.

Eine Grenze für die Vermehrung der Prismen ist schließlich hierbei durch den Umstand gegeben, daß sich die Prismen zum Kreise zusammenschließen. Aber auch dann kann man die Dispersion noch auf das doppelte vermehren, indem man das Licht noch einmal durch die Prismen zurückschickt. Man verwendet zu dem Zwecke verhältnismäßig hohe Prismen und sendet das Licht zuerst durch die unteren Hälften derselben. Auf der letzten Fläche des letzten Prismas ist ein totalreflektierendes Prisma so angekittet, wie Fig. 30 zeigt; das Licht wird hierdurch gezwungen, durch die obere Hälfte der Prismen den ganzen Weg noch einmal zurückzulegen. Spektro-

skope mit so vielen Prismen werden jetzt aber kaum noch konstruiert; wie wir weiter unten sehen werden, erreicht man die stärksten Dispersionen auf weit einfachere und zweckmäßigere Weise mit Hilfe der Diffraktionsgitter.

Die Vermehrung der Dispersion durch die Kombination von Prismen verschiedener Glassorten kommt dadurch zustande, daß man in diesem Falle dem eigentlich wirksamen Prisma aus schwerem Flintglase einen sehr großen brechenden Winkel erteilen kann, ohne daß dabei der vorhin erwähnte Übelstand eintritt. Man gibt dem Flintglasprisma einen brechenden Winkel von 90° und mehr, kittet aber auf seine zwei Flächen Prismen aus sehr schwach brechendem und dispergierendem Crownglase auf, und zwar in umgekehrter Lage, so daß die brechenden Kanten der letzteren an der Basis des Flintglasprismas liegen. In Fig. 31 ist der Gang zweier Strahlen durch ein solches Prisma — Zusammengesetztes oder Compound- oder Rutherfurdsches Prisma genannt — angegeben. Die Neigung der Lichtstrahlen gegen die äußeren Crownglasflächen ist nicht stärker als bei dem einfachen Prisma, die Ablenkung durch das zusammengesetzte Prisma also auch nicht größer, wohl aber ist die Dispersion wegen des starken brechenden Winkels des Flintglasprismas viel stärker als beim einfachen Prisma, obwohl die entgegengesetzt aufgekitteten Crownglasprismen einen Teil der Dispersion aufheben.

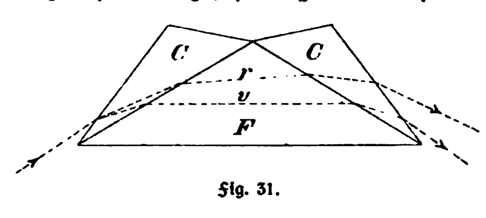


Fig. 31.

Es ist nun nur ein Schritt weiter, die brechenden Winkel sowohl des Flintglasprismas als auch der Crownglasprismen noch größer zu nehmen und so zu berechnen, daß schließlich ein Lichtstrahl einer bestimmten Farbe, z. B. Grün, durch das zusammengesetzte Prisma gar nicht mehr abgelenkt wird, sondern in derselben Richtung austritt, wie er angekommen ist. Man nennt alsdann diese Systeme geradsichtige Prismen oder Prismen à vision directe, Fig. 32. Der Gang des mittleren grünen Lichtstrahles ist in der Figur angegeben, ein violetter Lichtstrahl würde in der Figur nach unten, ein roter nach oben abgelenkt sein. Betrachtet man das Prisma als Ganzes, so ist die Dispersion scheinbar umgekehrt wie beim einfachen Prisma, aber nur scheinbar, da ja das Flintglasprisma mit dem ungemein großen brechenden Winkel das maßgebende Prisma ist.

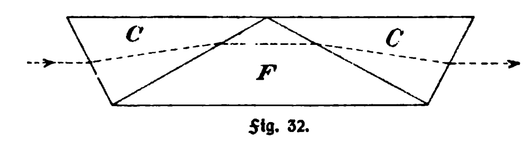


Fig. 32.

Statt des dreiteiligen geradsichtigen Prismas hat man auch vielfach fünfteilige verwendet, die zwei Flintglasprismen enthalten und naturgemäß eine stärkere Dispersion geben als die dreiteiligen.

Einige Beispiele mögen die bei den verschiedenen Prismenarten re-

sultierenden Dispersionen erläutern. Zu dem Zwecke sind die Brechungskoeffizienten und Minima der Ablenkung für drei Strahlen gegeben: C im Rot, F im Grünblau und Hγ im Blauviolett.

1. Crownglasprisma mit brechendem Winkel von 60°.

Strahl	Brech.-Koeff.	Ablenkung	Dispersion zwischen C und H_γ
C	1,5151	38° 35′	1° 13′
F	1,5238	39° 22′	
H_γ	1,5288	39° 48′	

2. Flintglasprisma mit brechendem Winkel von 60°.

Strahl	Brech.-Koeff.	Ablenkung	Dispersion zwischen C und H_γ
C	1,6459	50° 37′	3° 10′
F	1,6651	52° 34′	
H_γ	1,6769	53° 47′	

Das Flintglasprisma gibt demnach eine fast dreimal so starke Dispersion als das Crownglasprisma von gleich großem brechenden Winkel, der ungemeine Vorteil der Flintglasprismen vor den Crownglasprismen tritt also deutlich hervor.

3. Zusammengesetztes Prisma.

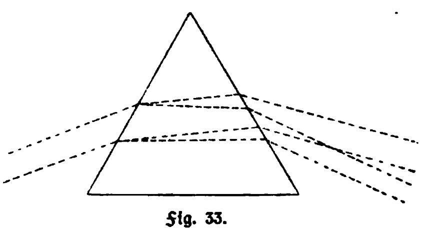
Brechender Winkel des Flintglasprismas 94° 30′, Brechungskoeffizient für Hγ 1,674;

Brechender Winkel der Crownglasprismen 18° 30′, Brechungskoeffizient für Hγ 1,520;

Ablenkung für H_γ = 66° 30′. Dispersion von C bis Hγ 4° 40′.

Zwei zusammengesetzte Prismen geben also ungefähr dieselbe Dispersion wie drei Flintglasprismen, wobei aber noch die Ablenkung des Lichtes um nahe 40° kleiner ist.

Bevor wir nun zur Beschreibung der Konstruktion der Spektralapparate übergehen, müssen wir noch einige allgemeine Erscheinungen, welche bei dem Durchgange des Lichtes durch Prismen auftreten, kennen lernen.


Fig. 33.

Reinheit des Spektrums. Läßt man anstatt des einen bisher betrachteten Lichtstrahls zwei Strahlen, welche von zwei verschiedenen Punkten herrühren, nebeneinander auf ein Prisma auffallen, so ist es klar, daß die beiden entstehenden Spektra sich teilweise überdecken, wie das Fig. 33 deutlich zeigt. Denkt man sich zwischen diesen beiden Strahlen als Grenzstrahlen unendlich viele andere Strahlen, d. h. läßt man ein breites Strahlenbündel

auf das Prisma fallen, so entstehen unzählige Spektra, die einander überlagern. Der Zweck, den man erreichen will, nämlich die Trennung der Strahlen von verschiedener Wellenlänge, wird in diesem Falle also nur unvollkommen erreicht: man erhält unreine Spektra, und es ist daher als unerläßliche Bedingung bei der Konstruktion von Spektralapparaten zu beachten, daß man das zu untersuchende Strahlenbündel — ein einzelner Strahl ist ja nur ein mathematischer Begriff — von einer möglichst kleinen Fläche, die sich also dem Punkte möglichst nähert, ausgehen läßt, z. B. von einer mit einer feinen Nadel in einen Schirm gestochenen Öffnung. Man würde hiermit ein reines Spektrum erhalten, aber von außerordentlicher Schmalheit, eine aus der Aufeinanderfolge der Regenbogenfarben bestehende Lichtlinie. Es ist nun eine Tatsache, die auf physiologischen Gründen beruht, daß das Auge in einer solchen feinen Linie Einzelheiten nicht erkennen kann, und es ist daher notwendig, ein breites Spektrum herzustellen. Das geschieht am einfachsten dadurch, daß man als Ausgangspunkt der Strahlen nicht einen einzelnen Punkt nimmt, sondern eine Reihe solcher, also eine Linie, die auf der Zeichnungsebene senkrecht steht, parallel zur brechenden Kante des Prismas. Man muß daher in dem Schirme die kleine runde Öffnung zu einem Spalte erweitern; wollte man die kleine Öffnung zu einer größeren kreisförmigen Öffnung erweitern, so würde man damit nebeneinander liegende Strahlen in der Zeichnungsebene erhalten, also unreine Spektra erzielen. Wenn wir nun auch vielfach die weiteren Betrachtungen nur in der Zeichnungsebene anstellen, so müssen wir uns doch immer vergegenwärtigen, daß diese Ebene nur aus dem in Wirklichkeit körperlichen Apparat herausgegriffen ist. Das von einem Spalte S ausgehende sehr dünne, aber breite Lichtbündel verläßt das Prisma nach erfolgter Zerlegung in Form eines Keils, dessen eine Keilfläche rot, die andere violett ist. Siehe nebenstehende Fig. 34, in welcher der Strahlengang perspektivisch gezeichnet ist.

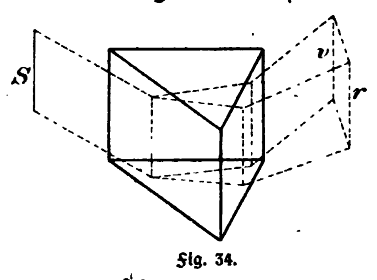


Fig. 34.

Homozentrische Abbildung. Ein Strahlenbündel, welches von einem einzigen Punkte ausgeht, nennt man ein homozentrisches. Schaltet man in ein solches Bündel optische Linsen ein, so bleibt das Bündel homozentrisch, d. h. werden durch die Linsen die Strahlen wieder vereinigt, so findet die Vereinigung wieder in einem Punkte statt; das entstehende Bild ist wieder ein Punkt, und es muß bei der Konstruktion aller optischen Apparate beachtet werden, daß dies stets stattfindet. Geht aber ein homozentrisches Bündel durch Prismen hindurch, so ist im allgemeinen das Bündel nach dem Durchgange nicht mehr homozentrisch, sondern astigmatisch geworden, d. h. die nachherige Vereinigung der Strahlen durch Linsen findet für Strahlen, welche parallel zur brechenden Kante des Prismas liegen, in einer anderen Entfernung statt als in der dazu senkrechten Ebene. Bezeichnet

man die Entfernung, in welcher sich die ersteren Strahlen vereinigen, mit a, die der letzteren mit b, so kann man leicht die Veränderungen der Abbildung eines Punktes verfolgen, welche auf der Strecke b bis a vor sich geht (Fig. 35).

Fig. 35.

In a erhält man statt der punktförmigen Abbildung einen Strich, der senkrecht zur brechenden Kante, in b einen Strich, der parallel zur brechenden Kante liegt. Zwischen a und b kombinieren sich die beiden Abbildungen zu elliptischen Scheiben, genau in der Mitte zwischen a und b entsteht eine kreisförmige Abbildung. Man erhält also nirgendwo von einem Punkte wieder einen Punkt; alle entstehenden Bilder von ausgedehnten Objekten sind demnach unscharf.

Glücklicherweise gibt es aber Spezialfälle, in denen auch nach dem Durchgange durch Prismen ein homozentrisches Bündel homozentrisch bleibt. Das ist einmal der Fall, wenn die Strahlen, die auf das Prisma fallen, unter sich parallel sind, also kurz gesagt, bei einem parallelen Strahlenbündel, oder wenn der Winkel, den die Strahlen miteinander bilden, sehr klein ist. Aber auch für ein Bündel von etwas größerem Öffnungswinkel bleibt Homozentrizität einigermaßen bestehen, wenn das Prisma die Eigenschaft hat, den Strahl nicht merklich abzulenken; diesen Vorteil bieten sehr näherungsweise die geradsichtigen Prismensysteme. Man muß also die Spektralapparate so konstruieren, daß man entweder paralleles oder nahe paralleles Licht verwendet, oder man muß sich geradsichtiger Prismen bedienen. Sehr große Öffnungswinkel sind unter allen Umständen zu vermeiden.

Krümmung der Spektrallinien. Zeichnet sich im gemischten Lichte irgendeine bestimmte Wellenlänge dadurch vor den anderen aus, daß sie besonders hell oder intensiv ist, oder umgekehrt besonders geringe Intensität besitzt, so äußert sich dies in dem in der Zeichnungsebene entstehenden fadenförmigen Spektrum durch einen dem Orte der Wellenlänge entsprechenden hellen, resp. dunklen Punkt. In dem breiten Spektralbande, welches durch Anwendung des Spaltes entsteht, befindet sich also an dieser Stelle eine helle resp. dunkle Linie, senkrecht zum Spektralbande, Spektrallinie genannt.

Der Lichtstrahl nun, welcher in der Zeichnungsebene verläuft, fällt senkrecht zur brechenden Kante des Prismas ein, nicht aber z. B. ein solcher, der von dem einen Ende des Spaltes an dem gleichen Punkte der Zeichnungsebene eintrifft; derselbe tritt schräg ein und erfährt deshalb eine stärkere Ablenkung oder Dispersion, als der Strahl in der Zeichnungsebene, d. h. an den Kanten des Spektralbandes ist das Licht stärker abgelenkt als in der Mitte, eine Spektrallinie ist also nicht mehr gerade, sondern gekrümmt und zwar nach violett hin; da die Ablenkungsvermehrung für die violetten

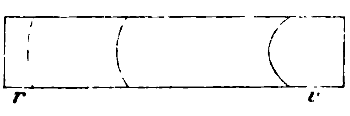


Fig. 36.

Strahlen stärker ist als für die roten, so sind Linien im violetten Teile des Spektrums stärker gekrümmt als im roten. Ein prismatisches Spektrum zeigt daher die Linienkrümmung wie in Fig. 36.

Die Form der Linien entspricht genähert Parabeln. Die Krümmung ist um um so stärker, je größer die Ablenkung, wächst also mit der Zahl der Prismen. Bei geradsichtigen Prismen ist nach dem obigen für die mittlere Partie des Spektrums die Linienkrümmung ganz aufgehoben. Bei exakten Messungen in Prismenspektroskopen muß auf die Linienkrümmung sorgfältige Rücksicht genommen werden; bei der photographischen Abbildung von Spektren kann man die Breite derselben so gering wählen, daß auch bei starken Ablenkungen die Wirkung der Krümmung gering wird.

Die Konstruktion der einfachsten Spektralapparate bietet nach den vorhergegangenen Bemerkungen nunmehr dem Verständnis keine besonderen Schwierigkeiten. Die einfachste Form besteht nur aus Prisma und Spalt, wobei letzterer eventuell auch noch fehlen kann, sofern nämlich die zu untersuchende Lichtquelle selbst eine Lichtlinie ist. Man stelle den Spalt oder die ihn ersetzende Lichtlinie — Geißlersche Röhre, Reflex des Lichtes an einem Glasstabe usw. — in die deutliche Sehweite und betrachte ihn durch ein Prisma, alsdann erscheint der Spalt in das Spektrum ausgezogen. Man kann hierbei alle Arten von Prismen benutzen, da der Öffnungswinkel des Lichtbündels bedingt ist durch das Verhältnis der Pupillenöffnung zur deutlichen Sehweite = 6 mm : 200 mm bei normalen Augen, entsprechend etwa $1\,^1\!/_2{}^0$. Ein Kurzsichtiger ohne Brille mit einer deutlichen Sehweite von 60 mm dürfte nur noch ein geradsichtiges Prisma verwenden, weil bei ihm der Öffnungswinkel schon 5^0 betragen würde.

Man kann nach diesem Prinzip schon mit den allereinfachsten Mitteln Spektra beobachten, z. B. das Sonnenspektrum, indem man durch ein Prisma hindurch den Reflex des Sonnenlichtes auf einem Glasstabe betrachtet.

Die Vorteile, welche die Betrachtung eines Gegenstandes durch eine Lupe gewährt, sind auch ohne weiteres beim Spektroskop zu erzielen. Man betrachtet den Spalt durch eine Lupe mit dazwischen geschaltetem Prisma, wobei der Spalt nunmehr, der Lupenvergrößerung entsprechend, dem Auge näher gerichtet sein muß. Es ist dann aber aus bekannten Gründen nur noch ein geradsichtiges Prisma zu benutzen. In dieser einfachsten Form ist das Spektroskop von sehr kompendiösen Verhältnissen und findet als „Taschenspektroskop" vielfach Anwendung. Die Konstruktion ist durch nebenstehende schematische Fig. 37 ersichtlich, in welcher S den Spalt, CFC das geradsichtige Prisma, L die Lupe oder das Okular und A das Auge bedeutet. Die Figur ist in halber natürlicher Größe gezeichnet.

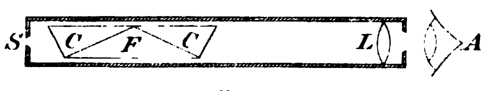


Fig. 37.

Ebenso gut wie man den Spalt in der deutlichen Sehweite mit bloßem Auge oder innerhalb derselben mit der Lupe betrachten kann, läßt er sich

auch in großer Entfernung durch ein Fernrohr betrachten. Man führt damit die sämtlichen Vorteile, welche die Beobachtung durch das Fernrohr gegenüber dem bloßen Auge gewährt, für die Spektralapparate ein. Der Spalt S wird bei dieser Konstruktion in größere Entfernung — 5^m bis 8^m — vom Prisma gebracht und das auf diese Entfernung eingestellte Fernrohr F auf die aus dem Prisma P austretenden Strahlen gerichtet, wie Fig. 38 andeutet.



Fig. 38.

Wegen der relativ großen Entfernung des Spaltes vom Fernrohrobjektiv ist der in diesem Falle durch das Verhältnis von Objektivdurchmesser zur Entfernung bedingte Öffnungswinkel klein, so daß also gewöhnliche Prismen Verwendung finden können. Der ideale Fall würde der sein, den Spalt in unendlich weite Entfernung zu setzen, so daß die Strahlen einander parallel werden. Das ist praktisch nicht ausführbar; derselbe Erfolg läßt sich aber in sehr einfacher Weise durch das Kollimationsprinzip (S. 50) erreichen. Man bringt zwischen Spalt und Prisma eine Linse in solcher Entfernung an, daß sich der Spalt in ihrem Brennpunkte befindet; wir wissen, daß alsdann die aus der Linse austretenden, von einem Punkte kommenden Strahlen untereinander parallel sind. Mit der Einführung des Kollimators erhalten wir die vollkommenste Form der Spektroskope, die als Grundprinzip bei den meisten Konstruktionen auftritt und schematisch in Fig. 39 dargestellt ist.

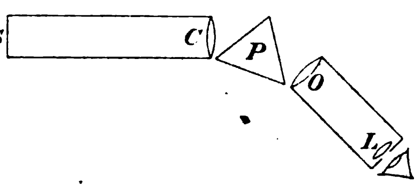


Fig. 39.

So einfach nun das Grundprinzip des Kollimatorspektroskops ist, so schwierig und kompliziert gestaltet sich die praktische Ausführung eines solchen Instruments, welches nicht bloß die Spektra scharf und klar darstellen, sondern auch die sorgfältigsten Messungen innerhalb des Spektrums gestatten soll.

Es kommt zu diesem Zwecke in erster Linie auf eine möglichst gute Ausführung der optischen Teile des Spektroskops an. Die zur Verwendung gelangenden Linsen, also Kollimatorlinse und Objektiv des Beobachtungsfernrohrs, müssen die Bedingung erfüllen, innerhalb des verlangten Gesichtsfeldes unverzerrte und scharfe Abbildungen zu liefern. Von der Größe des Gesichtsfeldes, die von den Zwecken, denen das Spektroskop dienen soll, abhängt, hängt andererseits die Konstruktion der Linsen ab. Braucht das Gesichtsfeld nur klein zu sein, wie in den gewöhnlichen astronomischen Fernrohren — etwa 1^0 bis $1\frac{1}{2}^0$ Durchmesser —, so genügen gut ausgeführte achromatische Doppellinsen, wie bei jenen; wird aber größeres Gesichtsfeld ver-

langt, so muß man drei- bis vierlinsige Systeme verwenden, die eine aplanatische Abbildung geben — Abbildung in einer Ebene, im Gegensatz zur Abbildung in einer Kugelfläche bei den gewöhnlichen Objektiven —. Im allgemeinen eignen sich hierzu die käuflichen photographischen Objektive.

Die verhältnismäßig leicht zu erreichende Güte der Linsen wird illusorisch, wenn die Prismen schlecht sind und ihrerseits die Bilder verderben. Die Herstellung eines guten Prismas ist aber viel schwieriger als die einer guten Linse, da es leichter ist, eine Kugelfläche herzustellen als eine Ebene von gleich guter Ausführung. Sind aber die Flächen der Prismen nicht eben, sondern in einer Richtung gekrümmt, sind sie also wesentlich Zylinderflächen, so wird das homozentrische Lichtbündel nach dem Passieren des Prismas astigmatisch, was ja gerade vermieden werden soll. Sind gar die Flächen unregelmäßig gestaltet, so entstehen unscharfe Bilder. Prismen mit guten Flächen geben aber trotzdem schlechte Bilder, wenn die Glasmasse nicht vollkommen homogen ist, was besonders bei großen Prismen schwierig zu erreichen ist. Ist das Glas z. B. an der Basis des Prismas dichter als an der brechenden Kante, ist demnach der Brechungskoeffizient an ersterer Stelle größer als an letzterer, so gibt das eine ähnliche Wirkung, als wenn die Flächen zylindrisch gekrümmt wären; auch hier tritt also Astigmatismus ein. Wir werden später sehen, welche Genauigkeitsgrade beim Messen im Spektroskop zu verlangen sind, und danach beurteilen können, welche überaus hohen Anforderungen an die Güte der optischen Teile eines Spektroskops gestellt werden.

Wir wollen nun dazu übergehen, die einzelnen Teile des Spektroskops in der Reihenfolge, wie sie vom Lichte passiert werden, in ihrer praktischen Ausführung näher kennen zu lernen.

Der Spalt. Da die Reinheit des Spektrums, die für die Trennung der verschiedenen Wellenlängen so überaus wichtig ist, von der Breite der Spaltöffnung abhängt, so muß die Ausführung des Spaltes eine möglichst gute sein, damit er bei größter Feinheit, etwa 0,01 ^{mm} Öffnung, seiner ganzen Länge nach eine gleichförmige Lichtlinie darstellt. Je enger aber der Spalt ist, um so weniger Licht tritt in das Spektroskop ein, und es bleibt daher bei der Untersuchung schwächerer Lichtquellen oft nichts anderes übrig, als eine verminderte Reinheit des Spektrums mit in den Kauf zu nehmen und bei einem weiteren Spalte zu beobachten. Im allgemeinen muß daher bei jedem Spektroskop die Spaltweite innerhalb gewisser Grenzen beliebig zu verändern sein, und das bedingt die Verschiebbarkeit beider Spaltbacken oder wenigstens eines derselben. Es ist daher verständlich, daß ein wirklich gut ausgeführter Spektroskopspalt ein mechanisches Kunstwerk darstellt.

Fig. 40.

Die geraden langen Spaltkanten müssen sich scharf und exakt gegenüberstehen, genau parallel zueinander, und hierin darf sich beim Verschieben der Backen behufs Änderung der Spaltweite nichts ändern. Den Spaltkanten gibt man eine keilförmige Gestalt (Fig. 40)

und stellt sie bei wertvollen Instrumenten aus möglichst hartem und gegen Luft oder Dämpfe möglichst widerstandsfähigem Materiale her. Am besten haben sich hierfür Legierungen aus Iridium und Platin bewährt. Die Spaltkanten müssen recht scharf sein; wollte man ihnen, etwa der besseren Haltbarkeit wegen, eine kleine Fläche geben, so würde bei engem Spalte eine mehrfache Reflexion des Lichtes stattfinden, die mit Interferenz verbunden ist und im Spektrum breite dunkle Linien erzeugt, welche unter dem Namen der Talbotschen Linien bekannt sind.

Sind die Spaltkanten nicht vollkommen ausgeführt, sind z. B. kleine Zacken vorhanden, so werden bei enger Spaltstellung diese Zacken die gegenüberstehende Kante berühren; hier ist also die Lichtlinie unterbrochen, und an den betreffenden Stellen des Spektrums herrscht Dunkelheit. Da das für alle Wellenlängen gleichzeitig stattfindet, so stellen sich diese Spaltunterbrechungen als dunkle Längslinien im Spektrum dar. Die gleiche Wirkung üben natürlich auch Verunreinigungen des Spaltes durch Staub usw. aus, und man nennt diese Längslinien daher Staublinien.

Um die Spaltbacken verschieben zu können, sind sie in einer sehr sorgfältig ausgeführten Schlittenvorrichtung gefaßt; die Bewegung wird meistens durch eine Mikrometerschraube bewirkt, deren geteilter Kopf die Spaltbreite gleich angibt. Beim Zuschrauben des Spaltes würden nun die Spaltkanten leicht zu stark gegeneinander gedrückt und dadurch verletzt werden. Um das zu vermeiden, trifft man die Einrichtung, daß die Spaltbacken durch eine schwache Feder stets mit geringem Druck zusammengehalten werden; die Schraube dient dann nur zum Auseinanderbringen der Spaltkanten. In der beistehenden Fig. 41 ist eine solche Einrichtung, bei welcher nur eine Spaltkante verschoben wird, schematisch dargestellt.

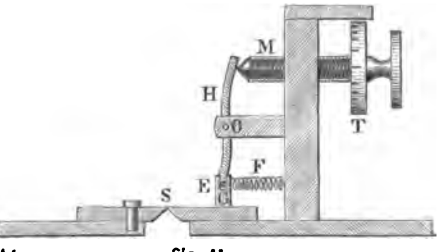


Fig. 41.

Wenn nur eine Spaltkante verstellt wird, so wird damit auch die Mitte des Spaltes (um die Hälfte) verschoben, entsprechend auch das ganze Spektrum. Das kann bei weiter Spaltöffnung zu Unbequemlichkeiten führen, und man hat deshalb auch Vorrichtungen ersonnen, durch welche eine gleichzeitige symmetrische Verschiebung beider Spaltbacken erfolgt, so daß die Spaltmitte in unveränderter Lage bleibt. In Fig. 42 ist eine solche Vorrichtung dargestellt.

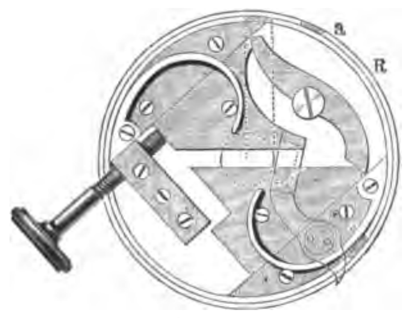


Fig. 42.

Der Spalt bildet hier einen Winkel von 45° gegen die Schieberleiste, die eine Backe wird direkt durch die Schraube verschoben, und deren Bewegung wird durch einen Hebel auf die zweite Backe übertragen. Auch hier bewirken die Federn die Schließung des Spaltes.

Eine andere, dem gleichen Zwecke dienende Vorrichtung, die häufig ihrer kompendiösen Form wegen bei Taschenspektroskopen angewendet wird, besteht darin, daß beide Spaltbacken je einen Stift besitzen, der in eine spiralige Rinne einer unterhalb des Spaltes befindlichen Scheibe eingreift. Durch Drehung der Scheibe werden die Spaltbacken symmetrisch gegen- oder voneinander verschoben.

Kollimator und Prisma. Das Kollimationsprinzip ist zwar bereits im ersten Abschnitt klargestellt worden; es ist jedoch erforderlich, hier noch etwas genauer auf dasselbe einzugehen. Der Spalt befindet sich in der Brennebene der Kollimatorlinse, es soll der Weg des Lichtstrahles für drei Punkte des ersteren, die beiden Endpunkte und den Mittelpunkt, der in der optischen Achse der Kollimatorlinse liegt, betrachtet werden. (Fig. 43.)

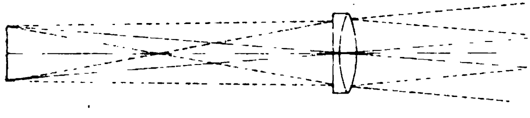


Fig. 43.

Nach den schon bekannten Grundsätzen verwandelt sich jeder der Lichtkegel, welche von dem betrachteten Punkte des Spaltes ausgehen, nach dem Passieren der Kollimatorlinse in ein paralleles Strahlenbündel von der Öffnung der Kollimatorlinse. Die Richtung dieser einzelnen Bündel ist gegeben durch die entsprechenden Nebenachsen oder Verlängerungen der Verbindungslinie vom Spaltpunkt mit dem Mittelpunkte des Objektivs. Da der Spalt keine merkliche Breite besitzt, so liegen die sämtlichen Bündel senkrecht zur Zeichnungsebene einander parallel.

Bei der Verwendung vermischten Lichtes enthalten die in sich parallelen Bündel Licht von allen Wellenlängen. Wegen des Auseinandergehens der Bündel in der Zeichnungsebene muß nun das Prisma etwas höher sein, als der Durchmesser der Kollimatorlinse beträgt, damit kein Licht verloren geht; man sieht aber leicht, daß dies nur in um so geringerem Maße der Fall zu sein braucht, je näher das Prisma am Kollimatorobjektiv steht. Daß die Neigung der Bündel gegeneinander mit dem Auftreten der Linienkrümmung verbunden ist, ist bereits früher gezeigt worden.

Durch das Prisma werden nunmehr aber auch die Strahlenbündel in der Ebene senkrecht zur Zeichnungsebene zerlegt, und zwar hinsichtlich ihrer Wellenlänge, d. h. während die violetten Strahlen stärker abgelenkt werden als die roten, bleiben die Strahlen gleicher Wellenlänge unter sich parallel. Das Prisma wird also von parallelen homogenen Strahlenbündeln verlassen, von denen diejenigen, welche aus der Mitte des Spaltes kommen, nur senkrecht zur Zeichnungsebene abgelenkt und gegeneinander geneigt

sind, während die von anderen Spaltpunkten herrührenden auch in der Zeichnungsebene divergieren.

Es ist dieser Umstand, daß man es mit parallelen homogenen Strahlenbündeln zu tun hat, besonders zu betonen; denn hierauf beruht allein die Möglichkeit, beim Spektroskop das Kollimationsprinzip benutzen zu können, d. h. in der Brennebene des Beobachtungsfernrohrs die von einem Spaltpunkte kommenden homogenen Strahlen wieder zu vereinigen, und zwar gleichzeitig für alle Strahlenbündel.

Das Beobachtungsfernrohr, mit welchem man im zusammengesetzten Spektroskop das Spektrum betrachtet oder photographiert, folgt auf das Prisma. Aus den bereits auseinandergesetzten Gründen muß das Objektiv etwas größeren Durchmesser als das Prisma oder gar die Kollimatorlinse besitzen; es sei indessen gleich hier darauf hingewiesen, daß man im allgemeinen die Höhe des Spaltes so gering nimmt, im Verhältnis zum Durchmesser der Objektive, daß bei gleich großer Öffnung der beiden Objektive der entstehende Lichtverlust nur verschwindend gering ist gegenüber den anderen Ursachen, welche Lichtverlust bewirken; jedenfalls aber darf das Objektiv des Beobachtungsfernrohrs nicht kleiner sein als das Kollimatorobjektiv. Was nun die Wahl der Brennweite des Fernrohrobjektivs angeht, so sind hierfür die Grundsätze der Kollimation maßgebend. Sind die Brennweiten von Objektiv- und Kollimatorlinse einander gleich, so ist die Bildgröße gleich der Objektgröße, d. h. die Breite des Spektrums ist genau gleich der Höhe des Spaltes. Ist die Brennweite des Objektivs größer, so wächst die Bildgröße proportional, die Helligkeit des Spektrums nimmt proportional mit dem Quadrate der Brennweite ab, die Messungsgenauigkeit nimmt aber wegen der größeren Ausdehnung des Spektrums zu. Ist die Objektivbrennweite kleiner, so nimmt die Messungsgenauigkeit ab, die Lichtstärke aber wieder mit dem Quadrate der Verkleinerung zu. Es ist bei der Konstruktion der Spektroskope unter Berücksichtigung der gewünschten Genauigkeit und der gegebenen Helligkeit der zu untersuchenden Objekte eine sorgfältige Abwägung der einzelnen Umstände erforderlich, um das für den verfolgten Zweck Beste zu erreichen.

Bei geringer Dispersion können im allgemeinen divergierende Strahlenbündel der verschiedenen Farben das Fernrohrobjektiv nahe vollständig ausfüllen, man überblickt alsdann im Beobachtungsfernrohr das gesamte Spektrum auf einmal. Bei stärkerer Dispersion aber ist das nicht möglich; man übersieht das Spektrum nur teilweise, z. B. von Rot bis Gelb, und muß deshalb, um die anderen Teile zu beobachten, das Fernrohr verschieben und drehen. Auf diesen Punkt werden wir später noch zurückkommen müssen.

Das in der Brennebene des Beobachtungsfernrohrs entstehende reelle Spektrum wird nun entweder direkt durch eine Lupe (Okular) betrachtet oder auf einer in der Brennebene befindlichen photographischen Platte aufgenommen und nachher betrachtet, eventuell unter Benutzung einer Lupe oder eines

Mikroskops. Im ersteren Falle haben wir es mit einem Spektroskop zu tun, im anderen mit einem Spektrographen.

Die Helligkeit des Spektrums. Die Helligkeit des Spektrums darf nicht unterhalb gewisse Grenzen heruntergehen, weil sonst die Einzelheiten in demselben nicht mehr erkennbar oder auch nicht mehr photographierbar sind. Diese Helligkeit hängt von einer Reihe von Faktoren ab, die im Spektroskop alle zusammen wirken, die wir aber hier getrennt betrachten wollen; ihr Zusammenwirken ist dann nachher leicht zu übersehen.

Das Spektrum einer alle Strahlungsarten aussendenden Lichtquelle ist nichts anderes als die kontinuierliche Aufeinanderfolge der einzelnen Spaltbilder.

Wir wollen nun hier die unrichtige, aber sehr vereinfachende Annahme machen, daß an sich alle Strahlungsarten gleich hell wären. Wir werden später sehen, daß das durchaus nicht der Fall ist, sondern daß diese Helligkeit in komplizierter Weise von der Art und der Temperatur der Lichtquelle, sowie von der physiologischen Eigentümlichkeit des Auges oder von den physikalischen Eigenschaften der photographischen Platte abhängig ist.

Wir wollen mithin hier eine mittlere gleichförmige Helligkeit des Spektrums voraussetzen. Bezeichnet man nun die Flächenhelligkeit des auf den Spalt auffallenden Lichts mit H, so ist es klar, daß die Helligkeit des in der Brennebene des Beobachtungsfernrohrs abgebildeten Spektrums gleich dieser Helligkeit H ist, dividiert durch das Verhältnis von Spaltbreite zu Länge des Spektrums, sofern Kollimator und Fernrohrobjektiv die gleiche Brennweite besitzen, die Spaltbilder also von derselben Größe sind wie der Spalt selbst. Wir wollen dies an einer Reihe von Beispielen erläutern. Bei einem gegebenen Spektroskop sei die Spaltbreite 0,10^{mm}, die Länge des sichtbaren Spektrums in der Brennweite des Beobachtungsfernrohrs gleich 20^{mm}, dann ist die Helligkeit des Spektrums $h = \frac{H}{200}$. Vergrößert man die Dispersion durch Vermehrung der Prismen auf das Doppelte, so wird die Länge des Spektrums ebenfalls doppelt so groß bei unveränderter Breite; es ist dann $h = \frac{H}{400}$. Läßt man dagegen die Dispersion unverändert, bringt aber die Länge des Spektrums auf das Doppelte, indem man die Brennweite des Fernrohrobjektivs verdoppelt, so wird gleichzeitig auch die Breite des Spektrums verzweifacht, die Gesamtfläche des Spektrums wird vervierfacht und damit seine Helligkeit viermal so klein; es ist dann $h = \frac{H}{800}$. Eine Vergrößerung des Spektrums ist also vorteilhafter durch Vermehrung der Prismen zu erzielen als durch Vergrößerung der Brennweite des Fernrohrobjektivs. In ähnlicher Weise ist die Okularvergrößerung von Einfluß auf die scheinbare Helligkeit des Spektrums. In einem Okular, welches doppelt so stark vergrößert wie ein anderes, erscheint das Spektrum viermal lichtschwächer als in jenem.

Es ist aus diesen Beispielen zu ersehen, daß Helligkeit und Genauig-

keit der Betrachtung oder Messung stets im Gegensatze zueinander stehen.

Die eben gegebenen Zahlenbeispiele sind aber nur genähert richtig; es findet, ganz abgesehen von den optischen Verhältnissen, in den Spektroskopen stets ein starker Lichtverlust statt durch Reflexion an den vielen Glasflächen und durch Absorption im Glase selbst.

Eine gut polierte Glasoberfläche reflektiert mindestens 5% bis 6% des senkrecht auffallenden Lichtes, je nachdem Crown- oder Flintglas in Frage tritt. Je schräger das Licht auf die Fläche fällt, um so stärker wird die Reflexion. Man wird daher nicht zu hoch greifen, wenn man annimmt, daß jede Glasfläche im Spektroskop 6% Lichtverlust durch Reflexion gibt. Nun haben wir aber in einem Spektroskop mit beispielsweise zwei Prismen folgende Flächen: Zwei Flächen von der verkitteten achromatischen Kollimatorlinse, vier Prismenflächen, zwei Objektivflächen, zwei Okularflächen, zusammen zehn Flächen, die durch Reflexion einen Lichtverlust von 48% ergeben, d. h. ungefähr die Hälfte des ganzen Lichtes geht durch Reflexion in diesem Spektroskop verloren!

Viel schwieriger ist es, den Lichtverlust durch Absorption festzustellen, da derselbe nicht nur für die einzelnen Farben, sondern auch für die verschiedenen Glassorten sehr verschieden ist und von der Dicke der im ganzen zur Verwendung kommenden Glasschicht abhängt. In letzterer Beziehung ist daher ohne weiteres ersichtlich, daß in Spektroskopen von kleinen Dimensionen der Absorptionsverlust geringer ist als in großen Spektroskopen von sonst gleicher Konstruktion. Bei der Benutzung weißer Flintglassorten ist der Absorptionsverlust im sichtbaren Teile des Spektrums nicht sehr bedeutend. Im schweren, gelblich gefärbten Flintglase ist dagegen bei Verwendung mehrerer Prismen Blau und Violett zuweilen völlig ausgelöscht. Im Ultrarot und Ultraviolett absorbieren alle Glassorten schon recht stark; für die Beobachtung oder Aufnahme dieser Spektralteile müssen die Prismen und Linsen aus Quarz, Kalkspat, Flußspat, Steinsalz usw. hergestellt werden, oder die Spektroskope müssen so konstruiert sein, daß nur Reflexionen an Metallflächen stattfinden, nicht aber das Licht optische Medien zu passieren hat.

Die Messungen im Spektroskop. Die Endaufgabe jeder spektroskopischen Messung ist die Ermittelung der Wellenlänge besonders markierter Stellen der Spektra, speziell also von hellen oder dunklen Spektrallinien. Diese Aufgabe zerfällt in zwei Teile, deren erster die Ermittelung absoluter Wellenlängen von Spektrallinien auszuführen hat, den wir aber aus praktischen Gründen erst in zweiter Linie besprechen werden. Der zweite, einfachere und leichtere Teil der Aufgabe beschäftigt sich mit der Ermittelung der Wellenlänge unbekannter Linien im Anschlusse an Linien, deren Wellenlänge bereits bekannt ist. Es handelt sich hierbei um relative Messungen, die einzige Art, welche mit Prismenspektroskopen ausgeführt werden kann.

Die verschiedenen Linien eines Spektrums unterscheiden sich, abgesehen von ihrer Farbe, durch die verschiedene Ablenkung, welche die sie erzeugenden Strahlen von ihrer ursprünglichen Richtung, der Kollimationslinie, nach dem Durchgange durch das Prisma erfahren. Je nach der Stellung des Prismas zur Kollimationslinie sind diese Ablenkungen gleichsam ganz willkürlich; wir haben aber schon erfahren, daß eine dieser Ablenkungen sich vor den anderen auszeichnet, nämlich das Minimum der Ablenkung. Dreht man in einem Spektroskop das Prisma um seine Achse, so verschiebt sich das Spektrum im Gesichtsfelde nach der Richtung der kleineren Ablenkung hin bis zu einem gewissen Punkte; bei weiterer Drehung bewegt sich das Spektrum nicht über diesen Punkt hinüber, sondern kehrt wieder um. Dieses Minimum der Ablenkung ist für jedes Prisma und für jede bestimmte Wellenlänge eine konstante Winkelgröße, die genau definierbar, in jedem Spektroskop ermittelt werden kann.

Die Bestimmung der Wellenlängen unbekannter Linien durch relative Messungen unter Benutzung des Prinzips des Minimums der Ablenkung erfolgt in Spektroskopen, denen man speziell den Namen „Spektrometer" gegeben hat.

Das **Spektrometer** besteht aus Spalt mit Kollimator, einem Prisma und dem Beobachtungsfernrohr, welches letztere in der Brennebene eine Marke zum Einstellen auf die Linien besitzt, z. B. einen Spinnwebfaden. Um die Ablenkungswinkel zu messen, muß das Fernrohr um eine durch den Mittelpunkt des Prismas gehende Achse drehbar sein, und seine Drehung muß, wie bei entsprechenden astronomischen Instrumenten (Theodolite, Universalinstrumente) mit Hilfe eines geteilten Kreises gemessen werden können. Unabhängig von der Drehung des Fernrohrs muß aber auch das Prisma um seine Achse gedreht werden können, um es in die Stellung für das Minimum der Ablenkung zu bringen. Die Konstruktion eines Spektrometers ist demnach schematisch die folgende. (Fig. 44.) Auf einem festen runden Untergestell ist vermittels eines Armes das Kollimatorrohr C mit Spalt S horizontal so angebracht, daß die Kollimationslinie, d. i. die Verbindungslinie von Spalt und Mitte der Kollimatorlinse, in horizontaler Lagerung auf die Mitte des Gestelles gerichtet ist. In dieser Mitte ist eine vertikale Achse

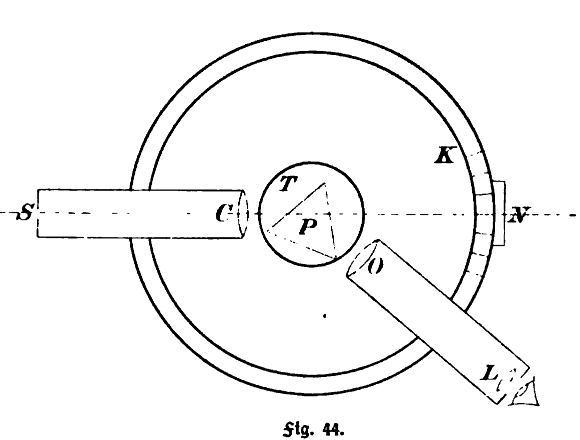


Fig. 44.

angebracht, um welche sich eine Büchse mit Arm drehen läßt, welcher Arm das ebenfalls auf die Mitte gerichtete Beobachtungsfernrohr O L in gleicher Höhe wie das Kollimatorrohr trägt. Ferner trägt die Büchse einen Horizontalkreis K, der fein geteilt ist, und der sich gleichzeitig mit dem Beobachtungsfernrohr dreht. Die jeweilige Stellung des Kreises, und damit des Fernrohrs, kann vermittels des Nonius N oder durch Ablesemikroskope genau gemessen werden. Die erwähnte vertikale Achse ist in ihrer Mitte durchbohrt und dient gleichzeitig als Büchse für eine zweite dünnere vertikale Achse, die auf ihrem oberen Ende ein Tischchen T trägt, auf welches das Prisma P gestellt wird. Auf diese Weise ist es erreicht, daß sich Prisma und Fernrohr nebst Teilkreis um dieselbe Achse drehen, aber völlig unabhängig von einander. Das Prisma sitzt gewöhnlich nicht unmittelbar auf dem Tischchen, sondern auf einer oberhalb des Tischchens befindlichen Platte, die durch drei Stellschrauben mit der Tischplatte verbunden ist. Durch Drehung dieser Schrauben wird es ermöglicht, das Prisma genau zu justieren, d. h. so zu stellen, daß seine Flächen tatsächlich parallel zur vertikalen Drehungsachse oder senkrecht zu den Achsen von Kollimator und Beobachtungsfernrohr stehen, wie das durchaus notwendig ist für feinere Messungen, da die Ablenkung für schräg auffallende Strahlen ja vergrößert wird (siehe Linienkrümmung). Das Justieren selbst ist ziemlich einfach; man betrachtet das von der einen Prismenfläche reflektierte Spaltbild im Beobachtungsfernrohr in zwei verschiedenen Lagen des letzteren und korrigiert die Neigung der Platte durch Drehen der der Prismenfläche gegenüberstehenden Schraube so lange, bis das reflektierte Spaltbild stets in gleicher und zwar derselben Höhenlage erscheint wie das direkte, wenn das Fernrohr ohne Prisma unmittelbar in die Kollimationslinie gestellt wird. Darauf wird das Gleiche für die zweite Prismenfläche ausgeführt, und alsdann ist das Prisma richtig justiert. Der ganze Apparat bedarf natürlich ebenfalls sorgfältiger Untersuchung z. B. in bezug auf Teilungsfehler des Kreises, in ähnlicher Weise wie das bei astronomischen Instrumenten notwendig und üblich ist.

Die Einstellung auf das Minimum der Ablenkung einer bestimmten Spektrallinie erfolgt nun in folgender Weise: Man stellt nach dem Augenmaße Prisma und Fernrohr ein, so daß man die zu messende Spektrallinie im Gesichtsfelde des Fernrohrs sieht und zwar in der Mitte in der Nähe des Fadenkreuzes. Darauf dreht man das Prisma mehrmals hin und her; man wird dann sehen, daß die betreffende Linie sich nach irgend einer Stelle des Gesichtsfeldes hin bewegt und von derselben wieder abgeht; jetzt verstellt man das Beobachtungsfernrohr so, daß das Fadenkreuz sich nunmehr nahe an dieser Stelle befindet. Das wird mehrfach wiederholt, bis man sich überzeugt hat, daß das Fadenkreuz genau mit der Umkehrstelle zusammenfällt. Das Fernrohr ist dann genau auf das Minimum der Ablenkung eingestellt, und seine Stellung kann am Teilkreise abgelesen werden. Das Spektrometer ist gewöhnlich so justiert, daß der Teilkreis auf 0° zeigt,

wenn das Fernrohr direkt auf den Spalt gerichtet ist; zeigt es dann nach der Einstellung auf die Spektrallinie z. B. 50° 6′ an, so ist dies eben das gesuchte Minimum der Ablenkung.

In den meisten Fällen bestimmt man übrigens die Lage des Nullpunktes gar nicht, sondern mißt die Ablenkung nach beiden Seiten hin und nimmt das Mittel von rechts und links, wodurch der Nullpunkt eliminiert ist.

Z. B. habe man rechts als Minimum gemessen 50° 31′, links 310° 19′, oder letzteres von 360° abgezogen 49° 41′; das Mittel der beiden Zahlen ist 50° 6′, wie oben; der Nullpunkt wäre dann um 25′ unrichtig gewesen, was aber für die Doppelmessung ohne Belang ist.

Wir wissen jetzt, wie die Minima der Ablenkung für die verschiedenen Linien gemessen werden, und wir wollen nun dazu übergehen, aus der Messung der Ablenkungsminima von Linien, deren Wellenlänge bekannt ist, die Wellenlänge einer unbekannten Linie zu ermitteln. Diese Aufgabe ist, besonders wenn es sich um große Genauigkeit handelt, nicht leicht, da die Prismenspektra keinen gleichförmigen Maßstab besitzen, sondern die roten Teile viel mehr zusammengedrängt sind als die blauen oder violetten. Die Abhängigkeit der Wellenlänge von der Ablenkung ist eine komplizierte Funktion, die man je nach dem verlangten Genauigkeitsgrade durch mehr oder weniger komplizierte „Dispersionsformeln" oder Interpolationsformeln ausdrücken kann. Für den Laien ist es viel übersichtlicher und klarer, statt der Formeln ein graphisches Verfahren zu benutzen, und wir wollen dasselbe gleich an einem Beispiele vorführen, wobei es sich allerdings aus Rücksicht auf den Umfang des Beispiels nur um eine sehr geringe Genauigkeit handeln soll.

Bei einem Flintglasprisma von 60° brechendem Winkel wurden die Minima der Ablenkung gemessen von den Linien H_α, H_β und H_γ des Wasserstoffs und der Linie D des Natriums. In dem folgenden Täfelchen sind die Wellenlängen (die Bedeutung der Zahlen wird später erklärt) dieser Linien und die gefundenen Minima der Ablenkung angegeben.

Linie	Wellenlänge	Minim. der Ablenkung
H_α	6563	50° 37′
D	5893	51 10
H_β	4862	52 34
H_γ	4341	53 48

Man erhält hieraus die Dispersionskurve sehr einfach, indem man auf Koordinatenpapier die Wellenlängen auf einer horizontalen Linie (Abszissenachse) einträgt, die Ablenkungswinkel dagegen auf einer vertikalen Linie (Ordinatenachse). Die Stellen, an denen sich die zusammengehörigen Abszissen und Ordinaten kreuzen, kennzeichnet man durch Punkte, und durch

diese Punkte führt man möglichst ungezwungen eine Kurve, die Dispersionskurve. In der beistehenden Fig. 45 ist dies erläutert.

Im Grün wurde nun im Spektrum einer Lichtquelle eine Linie gemessen, deren Ablenkungsminimum 52° 2′ betrug. Zieht man an dem Punkte 52° 2′ der Ordinatenachse eine gerade Linie parallel zur Abszissenachse, bis sie die Dispersionskurve schneidet, und fällt von diesem Durchschnittspunkt eine Senkrechte auf die Abszissenachse, so wird erstere getroffen bei 5183. Mithin ist dies die Wellenlänge der unbekannten Linie; durch Nachschlagen in einem Spektrallinienverzeichnis ergibt sich, daß dieser Wellenlänge eine kräftige Linie des Magnesiums entspricht, welches Metall demnach in der Lichtquelle als Dampf geleuchtet haben muß.

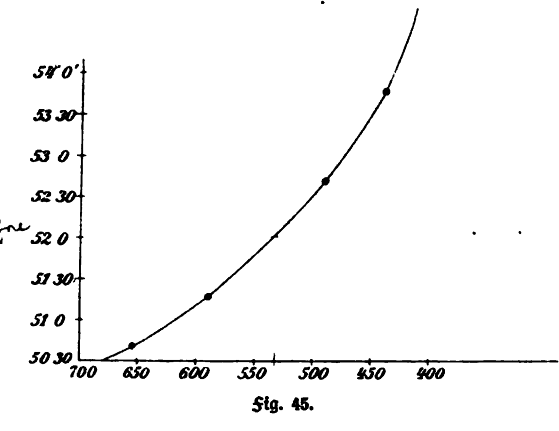


Fig. 45.

Wenn man eine sehr große Genauigkeit der Messungen im Spektrometer erreichen will, so genügt es natürlich nicht, bloß 3 bis 4 Linien im gesamten Spektrum als bekannte Linien vorauszusetzen und an sie die übrigen anzuschließen, vielmehr muß man alsdann sehr viel mehr „Anhaltlinien" in geringen Abständen wählen, sofern man das graphische Verfahren beibehalten wollte.

Bei Messungen im Spektrometer kann man nur ein Prisma verwenden; die Dispersion ist also niemals eine sehr bedeutende. Bei Verwendung mehrerer Prismen ließe sich ja schließlich auch die Methode des Minimums der Ablenkung benutzen, indem man sukzessive jedes Prisma, von dem dem Kollimator nächsten beginnend, auf das Minimum einstellte; aber diese Methode wäre sehr unbequem und zeitraubend.

Man verzichtet in einem solchen Falle auf die Ausmessung des ganzen Spektrums auf einmal und mißt den bei feststehendem Fernrohr im Gesichtsfelde befindlichen Teil des Spektrums für sich aus, nachdem man für die Mitte dieses Teiles das Minimum der Ablenkung hergestellt hat; die übrigen Teile dieser Strecke befinden sich also nicht genau im Minimum der Ablenkung. Nach Ausmessung dieser Strecke geht man in gleicher Weise zur nächsten über usw. Die Ausmessung geschieht in diesem Falle mit irgend einer am Okular angebrachten Meßvorrichtung. Der kostbare Teilkreis des Spektrometers wird also überflüssig, und damit verschwindet auch der Name Spektrometer für ein solches Instrument. Wie schon erwähnt, braucht man das Minimum der Ablenkung nur für jeden

zu messenden Teil des Spektrums einmal auszuführen, was aber bei Verwendung vieler Prismen immerhin unbequem ist. Man hat daher früher von einer sehr ingeniösen automatischen Vorrichtung Gebrauch gemacht, bei welcher durch Drehung des Fernrohrs gleichzeitig die Einstellung der sämtlichen Prismen auf das Minimum der Ablenkung erfolgt. Diese Einrichtung

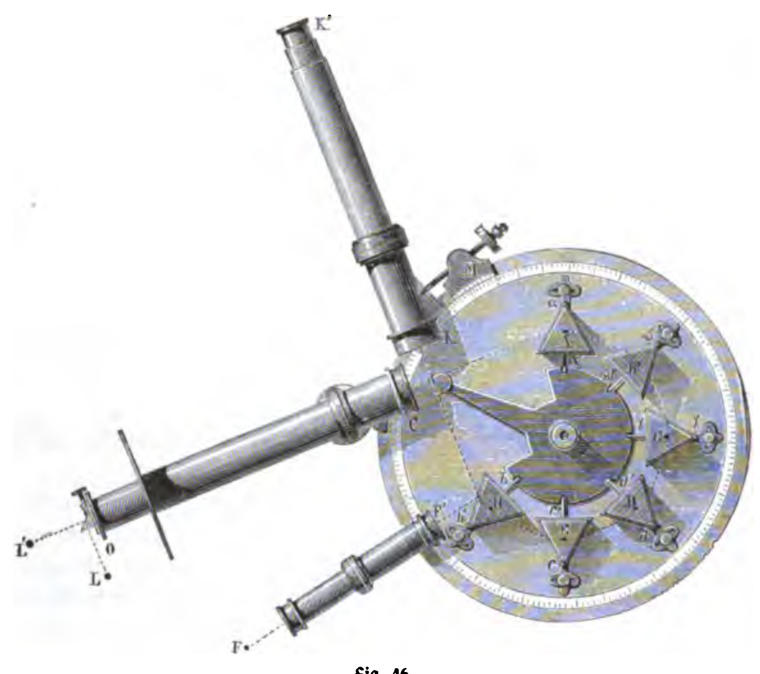


Fig. 46.

ist in Fig. 46 für einen Satz von sechs Prismen dargestellt. Jedes Prisma befindet sich auf einem besonderen dreieckigen Tischchen, welche an den Basisenden untereinander durch Gelenke verbunden sind.

Das erste Tischchen ist am Kollimatorfernrohr eingelenkt, das letzte am Beobachtungsfernrohr. Senkrecht zur Basis ist an jedem Tischchen ein fester Arm angebracht, der einen länglichen Schlitz besitzt; diese Schlitze können sich verschieben auf einem Stift, der in der Drehungsachse des Fernrohrs befestigt ist. Dreht man nun das Fernrohr, so wird hierdurch das letzte Prisma mitgenommen, welches seinerseits das vorletzte zwingt, an der Bewegung teilzunehmen, und so fort bis zum ersten Prisma. Die von dem Stift gleitend gehaltenen Arme bewirken aber, daß bei diesen Bewegungen die Basis der Prismen stets symmetrisch zum Drehungsmittelpunkt bleibt, das ist aber nichts anderes als die Bedingung für das Minimum der Ablenkung, bei welchem ja das Licht parallel zur Basis die Prismen passiert.

Wir wollen nun die **Meßvorrichtungen bei feststehendem Beobachtungsfernrohr** besprechen.

Eine sehr bequeme, aber nur für geringe Genauigkeitsgrade ausreichende Meßmethode, die besonders früher vielfach Anwendung gefunden hat, besteht in der Projizierung eines Maßstabes auf das Spektrum. Um dies zu erreichen, wird die Reflexion der letzten Prismenfläche benutzt und zwar in folgender Weise: Eine feine Teilung T Fig. 47 wird durch Einritzen der Striche in die Silberschicht eines versilberten Glases hergestellt. Bei Beleuchtung der Skala von der Rückfläche aus erscheinen demnach die Teilstriche hell auf dunklem Grunde. Die Skala wird in die Brennebene einer Linse M (Kollimatorlinse) gesetzt, die Strahlen treten also in sich parallel aus, d. h. die Skala befindet sich scheinbar in unendlicher Entfernung, genau so, wie das Spektrum. Bringt man nun das Skalenrohr so an, daß die von ihm ausgehenden Strahlen nach der Reflexion an der hinteren Prismenfläche in das Beobachtungsfernrohr O gelangen, so erscheint die Skala in letzterem gleichzeitig mit dem Spektrum deutlich, und man kann die Lage der Spektrallinien relativ zu den Skalenteilen ablesen. Die Ermittelung der Wellenlängen geschieht in der gleichen Weise wie aus den beim Spektrometer gemessenen Ablenkungswinkeln. Man bestimmt die Lage einiger bekannten Linien in Skalenteilen und benutzt nun wieder Interpolationsformeln oder die graphische Methode. Im letzteren Falle trägt man nur auf der Ordinatenachse Skalenteile anstatt der Winkel auf; alles übrige bleibt unverändert.

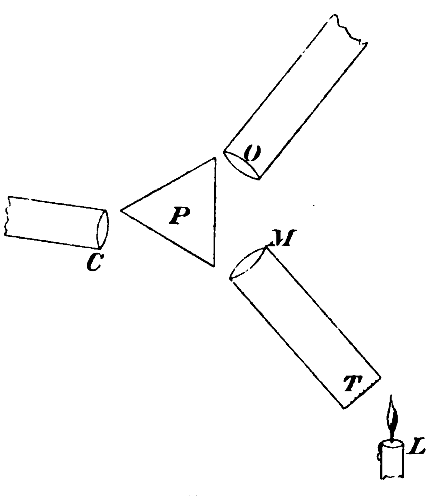


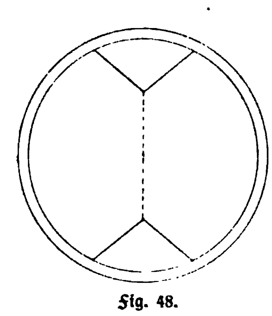
Fig. 47.

Bei feineren Messungen benutzt man heutzutage wohl nur noch das Okularmikrometer, welches genau dieselbe Einrichtung besitzt, wie das astronomische Fadenmikrometer, mit dem Unterschiede nur, daß eine Drehung im Positionswinkel nicht erforderlich ist. Das Okularende des Beobachtungsfernrohrs trägt also eine Schlitteneinrichtung, die durch eine feine Mikrometerschraube mit geteilter Trommel betätigt wird. Im Schlitten selbst ist das Fadenkreuz ausgespannt, welches durch Drehen der Schraube auf die Spektrallinien eingestellt wird, wobei natürlich die Bewegungsebene des Fadens mit der Brennebene des Fernrohrs zusammenfallen muß. Die Ablesungen an der Schraube vertreten hier die Skalenteile der vorhin beschriebenen Einrichtung oder die Ablenkungswinkel im Spektrometer; die Ableitung der Wellenlängen aus bekannten Linien erfolgt also genau wieder in der entsprechenden Weise.

Es dürfte nunmehr aber an der Zeit sein, auf Schwierigkeiten aufmerksam zu machen, welche speziell bei der Messung in Spektroskopen auftreten, und die auf dem Umstande beruhen, daß weder die Linsen des Spektroskops noch unser eigenes Auge vollständig achromatisch sind. Wie wir im nächsten Kapitel genauer kennen lernen werden, findet in einem sogenannten achromatischen Fernrohrobjektiv keineswegs eine vollständige Vereinigung der Strahlen von allen Farben statt, sondern dies ist nur für zwei Farben, z. B. Orange und Grün, der Fall, während für die anderen Farben nur ein näherungsweises Zusammenfallen erreicht werden kann. — Aus je mehr einzelnen Linsen ein Objektiv konstruiert ist, um so besser ist gewöhnlich die Achromasie erreicht; die aus vier Linsen bestehenden photographischen Cameraobjektive geben daher eine bessere Farbenvereinigung als die zweilinsigen Fernrohrobjektive.

Diese unvollkommene Achromasie bewirkt aber zweierlei: einmal, daß die Brennweite des Beobachtungsfernrohrs für die verschiedenen Farben nicht die gleiche ist, und zweitens, daß man in den verschiedenen Farben das Fadenkreuz des Beobachtungsfernrohrs nicht bei derselben Stellung deutlich sieht. Das letztere ist verhältnismäßig bedeutungslos, da man nur für jede Farbe das Okular zu verstellen braucht, was bei einem gut gearbeiteten Instrumente geschehen kann, ohne daß dies den Messungen etwas schadet. Der erstere Umstand ist aber viel bedenklicher; der Auszug eines Fernrohrs, der das Mikrometer trägt, kann kaum so exakt gearbeitet sein, daß bei Verstellung desselben, die für die Einstellung des Fadenkreuzes in die Brennfläche nötig ist, nicht eine kleine seitliche Verstellung, damit also eine Lagenänderung der optischen Achse stattfände; das ist aber gleichbedeutend mit einer Nullpunktsänderung. Es liegt hier eine große Gefahr vor, die bei allen Messungen in Frage tritt, die sich über das Gesamtspektrum erstrecken. Bei Messungen innerhalb kleiner Spektralgebiete ist eine solche Verstellung nicht notwendig, sie fallen also im allgemeinen genauer aus.

Eine weitere Schwierigkeit, die besonders häufig bei spektroskopischen Messungen an Gestirnen auftritt, liegt in der Lichtschwäche des Spektrums. Die Spektra sind häufig so schwach, daß das Fadenkreuz gar nicht zu sehen ist, und man hat deshalb versucht, andere Meßmarken einzuführen. Zunächst kommt man einen Schritt weiter, wenn man statt der dunklen Fäden helle anwendet, wie das ja auch häufig bei Fadenmikrometern am Refraktor geschieht. Bei schwachen Spektren versagt aber auch dieses Mittel, indem der das Spektrum durchsetzende helle Faden, selbst bei sehr abgeschwächter künstlicher Beleuchtung, das Spektrum in seiner unmittelbaren Nähe überstrahlt. Gut geeignet bei der Ausmessung sehr schwacher Spektra ist eine Marke, die aus zwei gegenüberstehenden Spitzen mit breiter Basis besteht, (Fig. 48) die auch bei großer Dunkelheit des Gesichtsfeldes wegen


Fig. 48.

ihrer Breite sichtbar bleiben, doch ist wegen der großen Breitenausdehnung die Einstellungsgenauigkeit keine sehr große. Man hat auch versucht, statt der dunkeln Spitzen leuchtende zu verwenden, indem man sie mit Balmainscher Leuchtfarbe (Schwefelbaryum, Schwefelkalium usw.) bestrichen hat. Die besten Erfolge bei ganz lichtschwachen Spektren erzielt man schließlich mit zwei gegenüberstehenden Lichtlinien, die zwischen sich das Spektrum freilassen. Durch Abschwächen der Helligkeit dieser Linien und dadurch, daß man ihnen durch eine besondere Einrichtung jedesmal die Farbe des zu messenden Spektralteiles gibt, kann man noch Messungen in ganz an der Sichtbarkeitsgrenze liegenden Spektren ausführen. Es darf übrigens nicht unerwähnt bleiben, daß man in einem Spezialfalle auch bei ganz schwachen Spektren mit einem dunklen Faden sehr gute Resultate erhält, wenn es sich nämlich um die Messung heller Linien handelt. Man muß dann dafür sorgen, daß der Faden genau die Breite der hellen Linien hat, und beurteilt die Einstellung des Fadens auf die Linien an dem völligen Verschwinden der letzteren.

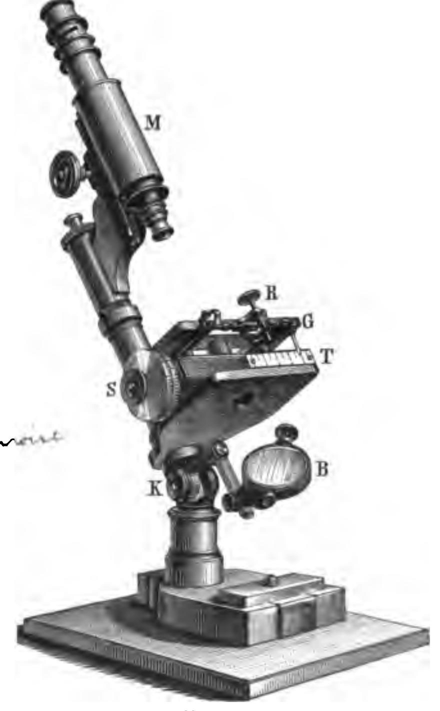


Fig. 49.

Über die Ausmessung photographischer Spektra, die im allgemeinen viel genauer ausfallen als die direkten optischen Messungen, werden wenige Bemerkungen genügen. Bei der Ausmessung sehr heller Spektra, insbesondere des Sonnenspektrums, bietet die photographische Aufnahme in bezug auf Genauigkeit der Messungen wohl keinen wesentlichen Vorteil. Ganz anders aber liegen die Verhältnisse bei schwachen Spektren. Bei der optischen Beobachtung kann man eben über eine bestimmte Dispersion nicht hinausgehen, weil sonst die Lichtschwäche zu groß wird; für photographische Aufnahmen kann diese Grenze viel weiter hinausgeschoben werden. Es möge an dieser Stelle nur dieser eine Vorzug hervorgehoben werden, da die Gesamtheit der Vorzüge erst an anderer Stelle besprochen werden kann. Die Erwähnung der photographischen Spektralaufnahme geschieht hier — bei der Besprechung der Messungen — nur, um darauf hinweisen zu können, daß diese Messungen prinzipiell nicht von den direkten Messungen abweichen. Statt des reellen Bildes im Fokus des Beobachtungsfernrohrs wird das materielle photographische Bild unter dem Mikroskop ausgemessen. Letzteres ist nur ein gewöhnliches Mikroskop, welches entweder

mit einem Okularmikrometer versehen ist, genau so beschaffen wie das Okularmikrometer am Beobachtungsfernrohr, oder ein solches, bei welchem die auf einem Schlitten gelagerte Platte unter dem Mikroskop durch eine Mikrometerschraube in meßbarer Weise verschoben wird. In diesem Falle enthält das unverändert feststehende Mikroskop nur ein Fadenkreuz im Gesichtsfelde. Fig. 49 zeigt diese letztere Konstruktion. Die Ausmessung gibt, genau wie bei der direkten Messung, die relative Lage der unbekannten Spektrallinien zu bekannten in Schraubenrevolutionen oder in Millimetern; die Ableitung der Wellenlängen erfolgt also wieder in genau entsprechender Weise.

Es ist nun bei allen Arten von Messungen eine leicht begreifliche Tatsache, daß bis zu einer gewissen unteren Grenze dieselben um so exakter ausfallen, je kleiner die zu messenden Distanzen sind, was darauf beruht, daß alle Fehler, die durch Temperaturdifferenzen, Durchbiegungen der Meßapparate usw. entstehen, mit um so kleineren Beträgen in die Messung eingehen, je kleiner die Distanz ist. Es läßt sich das auch auf spektroskopische Messungen anwenden, indem man nicht, wie bisher angenommen, Linien in dem zu untersuchenden Spektrum selbst als bekannt voraussetzt und die unbekannten Linien an sie anschließt, sondern indem man unmittelbar neben dem zu untersuchenden Spektrum ein anderes Spektrum erzeugt, dessen Linien bekannt sind, und nur die Distanzen der unbekannten Linien von den bekannten des zweiten Spektrums mißt. Wählt man als letzteres ein besonders linienreiches, z. B. dasjenige des Eisens, so hat man stets in unmittelbarer Nachbarschaft der unbekannten Linien eine bekannte. Bei optischen Beobachtungen erzeugt man das „Vergleichsspektrum" gleichzeitig und dicht neben dem unbekannten Spektrum am einfachsten dadurch, daß man seitlich vom Spalt S die betreffende Lichtquelle L anbringt, vor den Spalt aber ein kleines totalreflektierendes Prisma P setzt, durch welches das künstliche Licht ins Spektroskop eingeführt wird (Fig. 50).

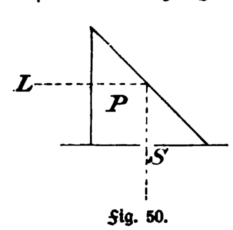


Fig. 50.

Bei photographischen Aufnahmen ist es nicht notwendig, daß die beiden Spektra gleichzeitig vorhanden sind; hierbei kann man das künstliche Spektrum zu Anfang und Ende oder in der Mitte der Exposition neben den anderen aufnehmen. Es ist dann auch ein totalreflektierendes Prisma vor dem Spalte nicht mehr notwendig, da man das Vergleichslicht auch direkt vor den Spalt setzen kann. Um eine etwaige Neigung des Spaltes zu eliminieren, ist es vorteilhaft, die Vergleichsspektra zu beiden Seiten des zu untersuchenden Spektrums zu erzeugen. Bei feineren Messungen ist natürlich Rücksicht auf die Linienkrümmung zu nehmen.

Wir haben bis hierher die Konstruktion der Spektroskope und die Meßvorrichtungen in allgemeiner und schematischer Weise kennen gelernt. Die bisher besprochenen Instrumente sind für alle Messungen, sofern sie im

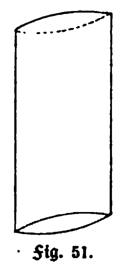
Laboratorium angestellt werden, als geeignet zu bezeichnen, und wir müssen nun dazu übergehen, die Abweichungen oder Zutaten kennen zu lernen, welche die Anwendung der Spektroskope auf coelestische Beobachtungen bedingt. Es möge gleich dabei vorausgeschickt werden, daß die Beobachtung oder Messung des allgemeinen Sonnenspektrums mit den bisher beschriebenen Instrumenten im Laboratorium ausgeführt werden kann, indem das Sonnenlicht durch einen hierzu geeigneten Spiegel (Heliostaten) in das Beobachtungszimmer hineingeleitet wird. Ebenso möge darauf hingewiesen werden, daß bei der Anwendung auch auf andere Gestirne die bisher besprochenen Konstruktionen im Prinzip nicht geändert werden.

Fünftes Kapitel.

Die astronomischen Spektroskope.

Die verschiedenen Spektroskop-Konstruktionen können alle bei der Anwendung der Spektralanalyse auf die Gestirne zur Benutzung gelangen und zwar in den Fällen, wo das Gestirn keine merkliche Ausdehnung besitzt, sondern einen Punkt darstellt, also bei den Fixsternen und kleinen Planeten. In diesen Fällen ist ein Spalt nicht notwendig, weil der Stern selbst als Punkt einen Teil des Spaltes darstellt. Bei ausgedehnten Gestirnen, wie Sonne, Mond, Kometen, größeren Planeten, Nebelflecken, kann ein Spalt nicht entbehrt werden.

Bei punktförmigen Objekten wird das Spektrum dünn, linienartig, und es ist bereits darauf hingewiesen worden, daß in einem derartigen fadenförmigen Spektrum Details nicht zu erkennen sind; es ist das eine physiologische Eigentümlichkeit unseres Auges. Es muß daher das Spektrum künstlich verbreitert werden, und das geschieht durch die Zylinderlinse. Wie der Name besagt, ist die Zylinderlinse nicht sphärisch wie die gewöhnlichen Linsen gekrümmt, sondern zylindrisch, d. h. nur nach einer Richtung hin. Das Aussehen der gewöhnlichen Zylinderlinse ist aus Fig. 51 zu entnehmen.


Fig. 51.

Da die Theorie der Zylinderlinse recht kompliziert ist, so ist ein näheres Eingehen hierauf nicht möglich; zum Verständnis aber genügt die Bemerkung, daß die Zylinderlinse in hohem Maße astigmatisch ist, indem sie von einem homozentrischen Strahlenbündel zwei weit auseinanderliegende Vereinigungsweiten gibt, die eine herrührend von den senkrecht zur Zylinderachse einfallenden Strahlen, die andere von den parallel zur Achse einfallenden In dem einen Vereinigungspunkt entsteht demnach als Bild eines Punktes ein Strich parallel zur Zylinderachse, das ist die Hauptbrennlinie, im anderen

Vereinigungspunkte ein Strich senkrecht hierzu oder die Nebenbrennlinie. Stellt man also die Zylinderlinse so, daß das Spektrum in einem der Vereinigungspunkte erzeugt wird, und zwar derartig, daß die Brennlinie senkrecht zur Richtung des Spektrums steht, so wird letzteres in ein Band ausgezogen, ohne daß in der Längsrichtung des Spektrums irgend etwas verändert wird. Die dunklen oder hellen Linien, die in dem fadenförmigen Sternspektrum als Lücken oder helle Knoten erscheinen, werden durch die Zylinderlinse in wirkliche Linien ausgezogen, wie sie sonst von einem ausgedehnten Objekte erzeugt werden. Durch das Verbreitern des Spektrums wird natürlich eine Abschwächung der Lichtstärke bedingt, doch ist die Zylinderlinse bei allen punktförmigen Objekten ein notwendiges Übel. Über die Stelle, an welcher sie in dem Strahlengang einzuschalten ist, muß in jedem einzelnen Falle entschieden werden.

Von besonderem Einflusse ist bei allen spektroskopischen Beobachtungen am Himmel die unvollständige Achromasie der Fernrohrobjektive. Der Umstand, daß von einem sogenannten achromatischen Objektiv nicht sämtliche Strahlen in einem Punkte vereinigt werden, sondern daß jede Strahlengattung eine besondere Brennweite für sich besitzt, tritt in sehr störender Weise auf. Je größer die Dimensionen des Objektivs sind, um so größer ist im allgemeinen dieser störende Einfluß. Bei Verwendung eines Spiegelteleskops fällt derselbe aber fort, da in letzterem eine vollständige Vereinigung aller farbigen Strahlen stattfindet.

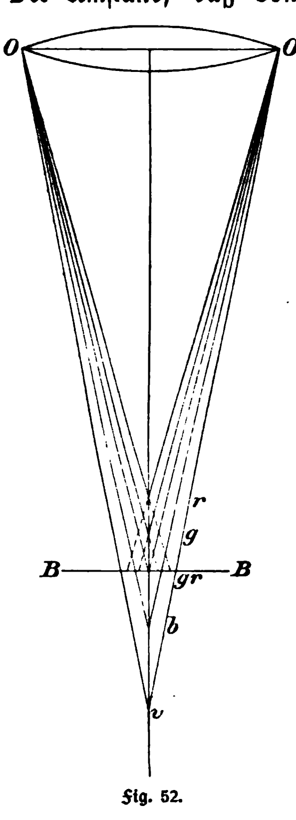


Fig. 52.

Die für die verschiedenen Strahlen gültigen Brennpunkte eines Objektivs liegen in der optischen Achse in gewissen Abständen hintereinander, so daß die Begrenzungsflächen der vom Objektiv ausgehenden Strahlen für die verschiedenen Strahlengattungen als ineinander steckende Kegelmäntel zu betrachten sind, mit dem Objektiv als gemeinschaftlicher Basis.

Eine zur optischen Achse senkrechte Ebene, welche z. B. die Spitze des von den grünen Strahlen gebildeten Kegels berührt, also die Brennebene für diese Strahlengattung bildet, schneidet bei allen anderen Strahlen kleine Kreise aus, die sogenannten chromatischen Abweichungskreise, deren Durchmesser von dem Abstande der einzelnen Brennpunkte von dem hier gewählten abhängt (Fig. 52).

Die Abstände der Brennpunkte von einander sind im allgemeinen größer, je größer die Brennweite des Objektivs ist, hängen im einzelnen Falle aber

vollständig von der Konstruktion des Objektivs und besonders von der Wahl der Glassorten ab. Bei gewöhnlichen Objektiven, welche möglichst achromatisch für die für das Auge wirksamsten Strahlen hergestellt sind, also für Orange, Gelb und Grün, fallen die Brennpunkte dieser Strahlen ziemlich nahe zusammen, während die Brennpunkte für die blauen und violetten Strahlen immer weiter hintereinander liegen. Das Umgekehrte findet naturgemäß bei den für die chemisch wirksamen Strahlen achromatisierten photographischen Objektive statt. Die Folge dieser Eigenschaft der Objektive ist, daß nur für die Strahlengattung, für welche die Spaltebene mit der Brennebene zusammenfällt, die Bedingung erfüllt wird, daß der Stern ein Punkt ist, und daß die Breitenausdehnung des Spektrums ohne Anwendung der Zylinderlinse ein Minimum sein muß; alle übrigen Teile des Spektrums aber werden mehr oder weniger breit erscheinen. Die Verbreiterung des Sternpunktes für gewisse Farben äußert sich verschieden, je nachdem der Stern selbst als Spalt benutzt wird oder nicht. Im ersteren Falle wird an den betreffenden Stellen der Spalt — in Wirklichkeit der Stern — zu breit, das Spektrum wird unrein, und die Spektrallinien werden verwaschen und verschwinden schließlich gänzlich.

Bei den Spaltspektroskopen findet selbstverständlich dieselbe Verbreiterung des sonst fadenförmigen Spektrums statt, nur wirkt diese Verbreiterung nicht auf die Reinheit des Spektrums ein, da hierfür ja die Breite des Spaltes maßgebend ist. An den verbreiterten Stellen fällt aber nur ein geringer Teil des gesamten Lichts in den Spalt, das übrige wird von den Spaltbacken aufgehalten, und die betreffenden Stellen des Spektrums werden daher unverhältnismäßig lichtschwach.

Der Anblick eines Spektrums gestaltet sich bei Objektiven, bei denen z. B. die gelben und grünblauen Strahlen vereinigt sind, wie in Fig. 53.

Die fehlerhafte Achromasie von Okular und Auge wirkt in entsprechender Weise wie die des Objektivs und addiert sich zu derselben.

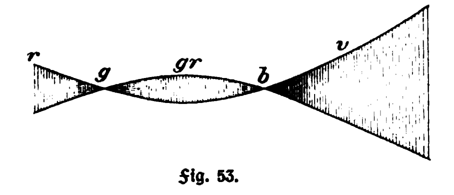


Fig. 53.

Bei Untersuchung verschiedener Spektralteile muß zur Vermeidung der vorstehend geschilderten Übelstände das Spektroskop jedesmal für die einzelnen Spektralteile besonders eingestellt werden. Als Beispiel möge ein Objektiv von 30 cm Öffnung und 5,4 m Brennweite betrachtet werden. Dasselbe sei achromatisch für Gelb (D-Linie) und Grünblau (F-Linie), und ein Spektroskop soll mit seiner Spaltebene in die Brennebene dieser beiden Strahlen eingestellt sein; es ergeben sich dann für die angegebenen Strahlen die folgenden Abstände der Brennpunkte in Millimetern und die entsprechenden Radien der chromatischen Abweichungskreise, ebenfalls in Millimetern:

Fraunhofersche Linien	Differenz der Brennpunkte	Radien der chrom. Kreise
B	+ 3,6	0,12
C	+ 2,4	0,08
D	0	0,00
E	— 0,7	0,03
F	0	0,00
H_γ	+ 8,2	0,26
H_δ	+ 16,3	0,47
H_ε	+ 22	0,7

Wollte man nun z. B. das Spektrum bei H_γ beobachten, so müßte man das Spektroskop um 8,2^{mm} aus seiner normalen Lage entfernen, weil sonst das Sternbild bereits einen Radius von $^1/_4$^{mm} besäße und kein nennenswerter Betrag von Licht mehr in den engen Spalt hineingelangte.

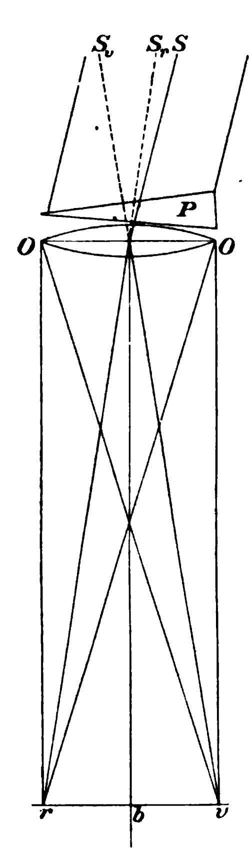


Fig. 54.

Man unterscheidet drei Arten von Sternspektroskopen, von denen die beiden ersteren nur auf punktförmige Objekte angewendet werden können, da sie spaltlos sind. Bei der ersten Form befindet sich das Prisma vor dem Objektiv des Refraktors, das Spektroskop wird als Objektivprisma bezeichnet. Bei der zweiten ist das Prisma am Okular angebracht: Okularspektroskop, bei der letzten endlich kommt der Spalt mit Kollimator zur Verwendung: zusammengesetztes Sternspektroskop.

Das Objektivprisma stellt die älteste Form der Sternspektroskope dar. Gleichzeitig ist das Objektivprisma auch die einfachste Form des Spektroskops, da es genau einem Spektralapparat ohne Kollimatorlinse entspricht, bei welchem sich der Spalt (hier der Stern) in so weiter Entfernung befindet, daß die von ihm ausgehenden Strahlen als parallel angenommen werden können. Die vom Stern kommenden Strahlen werden zuerst durch das Prisma gebrochen und dann durch das Fernrohrobjektiv vereinigt. In der beistehenden Fig. 54 ist der Gang der roten und der violetten Strahlen dargestellt.

Das vom Stern kommende homozentrische Bündel der roten Strahlen wird vom Prisma um einen gewissen Winkel abgelenkt, der etwas kleiner ist als der Winkel zwischen der Richtung nach dem Stern und der optischen Achse des Fernrohrs. Durch das Objektiv werden diese Strahlen in der Brennfläche im Punkte r vereinigt, entsprechend die violetten in v. Da-

zwischen liegen die anderen Vereinigungspunkte kontinuierlich nebeneinander. Infolge der nicht vollkommenen Achromasie des Objektivs entsteht nicht ein fadenförmiges Spektrum, sondern ein solches, wie Fig. 53 angibt. Die Objektivprismen werden im allgemeinen nur bei größeren Refraktoren benutzt, und bei der großen Brennweite derselben entsteht selbst bei geringer Dispersion ein Spektrum von großer linearer Ausdehnung; man gibt daher den Prismen einen verhältnismäßig geringen brechenden Winkel, z. B. 12°.

Will man die Lichtstärke eines Fernrohrs bei Benutzung eines Objektivprismas vollständig ausnutzen, so muß das Prisma die volle Öffnung des Objektivs besitzen, und dieser Umstand ist eine der Hauptursachen, weshalb die Objektivprismen verhältnismäßig wenig zur Verwendung kommen. Es ist bekanntlich schwieriger, eine ebene Glasfläche herzustellen, als eine sphärische von derselben Größe; deshalb stellt sich der Preis eines Objektivprismas meistens höher als der einer nicht achromatischen Linse von denselben Dimensionen. Die Verwendung des Objektivprismas ist ferner mit einer großen Unbequemlichkeit verknüpft, die durch den Umstand verursacht ist, daß die Ablenkung des Lichts vor dem Objektiv stattfindet, daß also das Fernrohr die Richtung der gebrochenen Strahlen hat und nicht auf das eingestellte Objekt zeigt. Zur Verringerung dieser Unbequemlichkeit ist es selbstverständlich erforderlich, die brechende Kante des Prismas entweder genau parallel zur täglichen Bewegung oder genau senkrecht hierzu zu stellen, um die Abweichung nur für eine der Hauptkoordinaten des parallaktisch montierten Instruments in Rechnung bringen zu müssen, und hierbei lehrt die Praxis sehr bald, daß es am vorteilhaftesten ist, die Kante parallel zur täglichen Bewegung zu stellen, so daß die Ablenkung nur im Sinne der Deklination wirkt. Man bringt dann diese Ablenkung gleich bei der Einstellung am Deklinationskreise an.

Das Objektivprisma kann als Meßinstrument gut benutzt werden; ist das Fernrohr mit einem Fadenmikrometer versehen, so kann man mit demselben die Distanzen der Linien von einander genau so messen, wie sonst die Abstände zweier Sterne. Auch wenn das Fernrohr nur ein Fadenkreuz besitzt, können noch Messungen angestellt werden, indem man bei festgestelltem Fernrohr das Spektrum durch die tägliche Bewegung vorbeilaufen läßt und die Antritte der Linien am Faden mit der Uhr beobachtet.

Die Benutzung von Objektivprismen bei optischen Beobachtungen hat fast gänzlich aufgehört, dagegen bietet sie bei Anwendung der Photographie für die spezielle Aufgabe einer spektroskopischen Durchmusterung des Himmels außerordentliche Vorzüge vor allen anderen Konstruktionen. Da es sich bei einer solchen Aufgabe nur um die Feststellung der Spektraltypen handelt, so kann die Dispersion recht klein genommen werden, womit eine sehr große Lichtstärke erreicht wird. Das große Gesichtsfeld gewährt hierbei den sehr wichtigen Vorteil, gleichzeitig sehr viele, unter Umständen hunderte von Sternspektren auf der Platte aufzunehmen, deren Identifizierung nachher

keine Schwierigkeit bietet, da sie die vollständige Konstellation der betreffenden Himmelsgegend wiedergeben. Es wird hierdurch ein außerordentlicher Gewinn an Zeit erzielt.

Die Okularspektroskope sind in ihrer Anwendung jedenfalls die bequemsten Sternspektroskope, welche man konstruiert hat. Sie besitzen große Lichtstärke und geben auch bei schwächeren Dispersionen recht scharfe Spektra, nur sind sie für feinere Messungen nicht geeignet. Aus dem Grunde gibt man ihnen selten große Dispersion und benutzt sie vorwiegend nur, um den allgemeinen Charakter der Spektra zu erkennen. Man verwendet für sie ausschließlich Prismensysteme mit gerader Durchsicht, wesentlich aus dem uns bereits bekannten Grunde, daß bei dem vom Objektiv des Fernrohrs kommenden stark konvergenten Strahlenbündel diese Prismen keinen merklichen Astigmatismus geben.

Bei dem Okularspektroskop ist die geeignetste Reihenfolge der optischen Teile die folgende: Objektiv des Refraktors, welches im Brennpunkte ein reelles Bild des Sterns gibt, Lupe, die ein virtuelles Bild des Sterns in der deutlichen Sehweite liefert. Dann folgt die Zylinderlinse, durch welche das Bild des Sterns in eine Linie ausgezogen wird. Nunmehr kommt das Prismensystem, durch welches diese Linie in das Spektralband verbreitert wird.

Bei dieser Anordnung ist eine Vereinfachung möglich, welche dem Gebrauch des Okularspektroskops die hohe Bedeutung gibt, die es mit Recht einnimmt. Man kann nämlich anstatt der hinter den Brennpunkt gesetzten Lupe das Okular des Fernrohrs selbst benutzen und das Prismensystem nebst Zylinderlinse, in eine Hülse gefaßt, einfach auf das Okular aufsetzen und wieder abnehmen. Die Dimensionen dieser Teile können sehr klein genommen werden, da die Breite des aus dem Okular austretenden Lichtbündels eine geringe ist, nämlich niemals größer als die Pupillenöffnung des menschlichen Auges bei schwachen Lichteindrücken, also höchstens etwa 8 Millimeter.

Die Leichtigkeit, die Hülse mit Prisma und Zylinderlinse sofort abnehmen oder aufsetzen zu können, gewährt den außerordentlichen Vorteil, zu untersuchende schwächere Sterne ohne weiteres in die Mitte des Gesichtsfeldes bringen und sie dann nach Aufsetzen der Hülse spektroskopisch beobachten zu können, wodurch Schwierigkeiten in der Identifizierung der Sterne oder Verwechslungen möglichst ausgeschlossen werden. Hat man mehrere Hülsen mit verschieden stark dispergierenden Systemen zur Verfügung, so verursacht es keine nennenswerte Mühe, in jedem Falle die beste Dispersion herauszusuchen.

Die Sternspektrometer. Das über die Spektrometer im allgemeinen Gesagte setzt uns in den Stand, die Anbringung derselben am Fernrohr, durch welche sie zu Sternspektrometern werden, ohne weiteres zu verstehen. Die Fig. 55 gibt die schematische Anordnung der einzelnen Teile.

Der Spalt S des Spektrometers wird genau in den Brennpunkt des Refraktorobjektivs gesetzt, vorher aber die Zylinderlinse Cy eingeschaltet, durch welche anstatt des punktförmigen Sternbildes ein linienförmiges auf den Spalt projiziert wird. Der vom Objektiv kommende Strahlenkegel, dessen Spitze im Spalte liegt, trifft nach seinem Weitergange auf die Kollimatorlinse C, welche die Strahlen untereinander parallel macht, und es folgt alsdann Prisma P und Beobachtungsfernrohr B, F, Oc. Der Unterschied gegenüber unseren früheren Betrachtungen besteht also nur darin, daß ein **bereits formiertes** Strahlenbündel auf den Spalt fällt, während wir bis dahin stillschweigend zerstreutes Licht vorausgesetzt hatten. Dieses formierte Strahlenbündel bedingt aber die Dimensionen der übrigen optischen Teile des Spektrometers insofern, als der Durchmesser der Kollimatorlinse C niemals kleiner sein darf, als der Durchmesser des Strahlenbündels, an der Stelle, wo die Kollimatorlinse sitzt, weil sonst die Kollimatorlinse nicht alle Strahlen fassen würde und mithin ein Lichtverlust stattfände. Die Form des Strahlenbündels ist aber durch das Refraktorobjektiv gegeben, und zwar speziell durch dessen Verhältnis von Öffnung zu Brennweite. Ist dieses Verhältnis z. B. $^1/_{15}$, so darf das entsprechende Verhältnis bei der Kollimatorlinse niemals kleiner sein, also nicht etwa $^1/_{20}$, wohl aber größer, z. B. $^1/_{10}$.

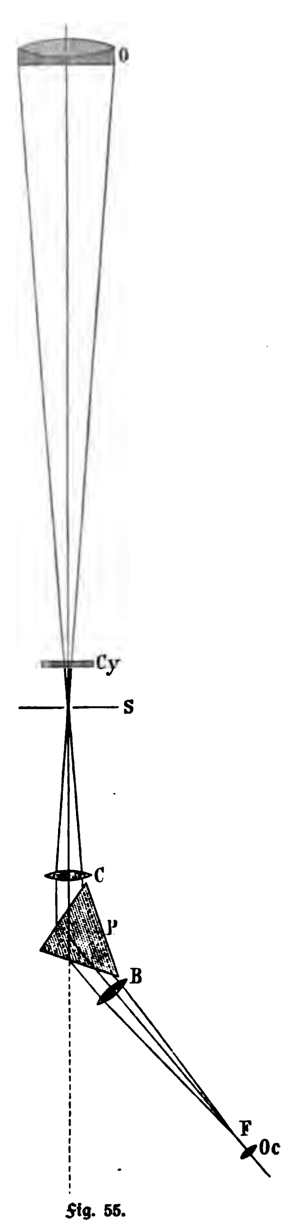


Fig. 55.

Um möglichst große Lichtstärke bei möglichst engem Spalte zu erhalten, ist es durchaus nötig, den Spalt sehr genau in die Brennebene des Objektivs zu setzen, weil hier der Durchmesser des Strahlenkegels ein Minimum ist, und bei der unvollkommenen Achromasie der Objektive muß dies für jede Farbe besonders geschehen. Auch durch Temperaturänderungen wird die Brennweite geändert, dementsprechend muß ebenfalls der Spalt verstellt werden, und das läßt sich alles nur dann bequem erzielen, wenn der Okularauszug des Fernrohrs, an dem das Spektroskop angebracht ist, in meßbarer Weise verstellt werden kann.

Die Zylinderlinse wird am besten vor dem Spalte in den vom Objektiv kommenden Strahlenkegel eingeschaltet, so daß auf dem Spalte gleich der Stern als Linie, natürlich parallel zum Spalte, abgebildet wird.

Um nun den Stern ständig auf dem Spalte zu halten, ist ein gut montierter und gut funktionierender, parallaktisch aufgestellter Refraktor uner-

läßlich. Mit bescheidenen Hilfsmitteln Sternspektraluntersuchungen, speziell am zusammengesetzten Sternspektrometer, ausführen zu wollen, ist nicht empfehlenswert.

Jedenfalls ist es aber unerläßlich, den Spalt parallel zur täglichen Bewegung zu stellen, da alsdann kleinere Schwankungen im Uhrwerke unschädlich sind, und die Änderungen, die durch fehlerhaften Gang des Uhrwerks eintreten, nur von Zeit zu Zeit berücksichtigt zu werden brauchen. Infolge der mit der Höhe veränderlichen Refraktion und etwaiger Ungenauigkeiten der Aufstellung des Refraktors wird man im Sinne der Deklination verstellen müssen; aber verhältnismäßig nur selten.

Die Meßvorrichtungen am Sternspektrometer sind die gleichen, wie die bereits besprochenen am Spektrometer, so daß ein näheres Eingehen auf dieselben hier nicht mehr erforderlich erscheint.

Sternspektrographen werden diejenigen Sternspektroskope genannt, bei denen statt des Okulars und des Mikrometers eine Kassette angebracht ist, in der Weise, daß die photographische Platte sich in der Brennebene des Beobachtungsfernrohrs befindet. Das reelle Bild des Spektrums bildet sich also auf der Platte ab. Die Verwendung der photographischen Methode bietet gegenüber der direkten optischen Methode eine gewisse Ergänzung, sowie verschiedene direkte Vorzüge. Die Ergänzung liegt darin begründet, daß vor allem die blauen bis ultravioletten Teile des Spektrums zur Wiedergabe gelangen, die der optischen Methode bei schwächeren Objekten gänzlich verschlossen sind, während die roten bis grünen Teile durch Anwendung farbenempfindlicher Platten ebenfalls photographisch verwertbar sind. Die Vorzüge der photographischen Methode beruhen in der größeren Lichtstärke, der Anwendung langer Expositionszeiten, der größeren Messungsgenauigkeit und des weniger schädlichen Einflusses der Luftunruhe.

Die größere Lichtstärke ergibt sich aus dem Umstande, daß die Verbreiterung der photographischen Spektra durch die Zylinderlinse unnötig wird. Das photographische Spektrum kann beliebig schmal sein, unter dem Meßmikroskope sind die Linien als Knoten resp. Lücken mit voller Deutlichkeit erkennbar. Man erzielt durch das Fortfallen der Zylinderlinse leicht einen Lichtgewinn von dem 5- bis 10fachen. Will man des besseren Aussehens halber bei helleren Objekten verbreiterte Spektra aufnehmen, so kann man eine Zylinderlinse einsetzen; mehr empfiehlt es sich jedoch, die Verbreiterung einfach dadurch zu erzielen, daß man das Bild des Sterns nicht genau auf die Mitte des Spaltes projiziert, sondern es auf dem Spalte eine gewisse Strecke laufen läßt. Auch kann man mit Hilfe einer weiter unten zu beschreibenden Vorrichtung von einem fadenförmigen Spektrum nachher verbreiterte Kopien herstellen.

Um den Vorzug langer Expositionszeiten verstehen zu können, muß daran erinnert werden, daß zwischen dem direkten Sehen und der photographischen Abbildung ein ganz prinzipieller Unterschied besteht. Wir können irgend ein Objekt nur erkennen, wenn der Kontrast desselben gegen seine

Umgebung einen gewissen Wert übersteigt. Im Falle einer spektroskopischen Betrachtung erscheint das Spektrum an sich auf einem absolut dunklen Hintergrunde, im Auge aber auf dem Grunde des Augenschwarzes (siehe Abschnitt I) und bei einer gewissen Lichtschwäche des Spektrums hebt sich letzteres nicht mehr von diesem Hintergrunde ab: das Spektrum bleibt unsichtbar, wie lange man auch in das Spektroskop hinein schauen mag. Das Auge sieht Lichtintensitäten. Für die photographische Platte ist der Hintergrund aber vollständig dunkel, der Kontrast an sich also größer; vor allem aber „sieht" die Platte Lichtmengen, das Produkt aus Intensität und Zeit. Wenn eine gewisse geringe Intensität bei einer Expositionszeit von beispielsweise 5 Minuten noch nicht genügend zur Hervorbringung einer Abbildung ist, so genügt sie aber vielleicht bei einer Expositionszeit von einer Stunde oder mehr. Es kann also die Lichtempfindlichkeit durch immer längere Expositionen nach weiten Grenzen hin vermehrt werden.

Der Lichtgewinn bei photographischen Aufnahmen der Spektra ist so groß, daß man ihn in vielen Fällen nicht auszunutzen braucht, sondern einen größeren Teil desselben opfern kann zugunsten einer größeren Genauigkeit der Messungen. Man kann bei dem gleichen Objekt also größere Dispersion oder geringere Spaltweite behufs Erzielung schärferer Details anwenden als bei direkter Beobachtung. Dazu kommt die schon ohnehin größere Messungsgenauigkeit, welche die in ruhiger und bequemer Lage am Tage auszuführende Messung unter dem Meßmikroskop gewährt. Hierbei ist wesentlich der verminderte Einfluß der Luftunruhe maßgebend. Die Luftunruhe ist als störender Faktor bei allen astronomischen Beobachtungen von großem Einflusse, insbesondere aber bei spektroskopischen, und es muß ihr deshalb eine etwas ausführlichere Darstellung gewidmet werden, um so mehr, als dieser wichtige Faktor in den populären Astronomien meist nur sehr nebensächlich behandelt wird, während durch ihn ja gerade die bewunderte astronomische Beobachtungskunst in die Erscheinung tritt.

Die Luftunruhe kann nur dann entstehen, wenn auf dem Wege des Lichtstrahls sich Luftschichten verschiedener Temperatur befinden, die sich miteinander vermischen. Der stets vorhandene kontinuierliche Übergang von der unteren wärmeren Luft zu den oberen kalten Regionen braucht eine merkliche Luftunruhe nicht zur Folge zu haben, so lange dieser Übergang tatsächlich kontinuierlich und nicht plötzlich stattfindet. Dagegen tritt starke Luftunruhe stets dann ein, wenn Luftschichten sehr verschiedener Temperatur sich berühren, wie dies z. B. der Fall ist, wenn bei niedriger Lufttemperatur in den oberen Regionen ein warmer Wind weht, oder wenn von einer erhitzten Bodenfläche die erwärmte Luft aufsteigt.

Beim Vermischen von Luftschichten verschiedener Temperatur, also auch verschiedener Brechbarkeit, treten Schlierenbildungen auf, in ähnlicher Weise, wie sich das beim Vermischen zweier Flüssigkeiten von verschiedener Brechbarkeit zeigt. Die Oberflächen dieser Schlieren werden im allgemeinen keine Kugelflächen sein, sondern beliebige Krümmungen besitzen, die sehr

rasch wechseln. Dagegen wird man kleinere Teile dieser Oberflächen stets als sphärisch gekrümmt betrachten können, z. B. Flächen, die der Größe der kleineren oder mittleren Fernrohrobjektive entsprechen. Der mittlere Radius eines solchen Teiles der Schlierenoberfläche, welcher gerade im Wege eines zum Fernrohr gehenden Strahlenbündels liegt, wird im allgemeinen nicht in die Richtung der Gesichtslinie fallen, sondern mit letzterer einen Winkel bilden, so daß die entstandene Luftlinse in bezug auf das Objektiv des Fernrohrs schief steht. Hieraus entsteht eine seitliche Ablenkung des Lichtbündels, infolge welcher das Bild eines Sterns nicht in der Gesichtslinie, sondern neben derselben erscheinen wird. Durch den fortwährenden Wechsel der Lage der Luftlinse vollführt also das Sternbild zitternde Bewegungen um seinen mittleren Ort; es ist dies die eine, am deutlichsten bei starken Vergrößerungen wahrzunehmende Folge der Luftunruhe. Diese Störungen äußern sich bei Spektralbeobachtungen verschieden, je nachdem man ein zusammengesetztes Spektroskop hat oder nicht. Beim Objektivprisma und Okularspektroskope wirkt das Hinundherschwanken im Sinne der Längenausdehnung des Spektrums ähnlich wie die Verbreiterung eines Spaltes: die Linien werden breiter und verwaschener. Beim Sternspektrometer tritt eine solche Verbreiterung der Linien nicht ein, da ja die unveränderliche Breite des Spaltes hierfür maßgebend ist, wohl aber ist hierdurch ein fortwährender Wechsel in der Helligkeit des Spektrums bedingt; sind die Schwankungen stark, so kann momentan das Bild des Sterns ganz außerhalb des Spaltes liegen, das Spektrum verschwindet alsdann vollständig. Bei großen Fernrohren wird dies leichter eintreten als bei kleinen, da bei ersteren der lineare Betrag der Schwankungen größer ist als bei letzteren.

Die sich stets verändernde und neu bildende Luftlinse vor dem Fernrohr bewirkt nun ferner eine Änderung der Brennweite, und zwar, je nachdem diese Luftlinse wesentlich konkav oder konvex ist, eine Verlängerung oder Verkürzung. Bei der astronomischen Beobachtung zeigt sich diese zweite Wirkung der Luftunruhe als ein fortgesetztes Aufblähen oder Wallen des Sterns.

Bei einem Spektroskop ohne Spalt entsteht hierdurch eine stets wechselnde Undeutlichkeit des Spektrums, da ja die Spektrallinien in derselben Weise verbreitert werden, wie das Bild des Sterns selbst. Beim Sternspektrometer wird im wesentlichen auch nur ein Helligkeitswechsel verursacht. Beide bisher besprochenen Arten der Störungen durch die Luftunruhe können, genau wie bei gewöhnlichen astronomischen Beobachtungen, einen solchen Stärkegrad erreichen, daß jegliche Beobachtung zur Unmöglichkeit wird.

Nun kommt noch eine dritte Art von Luftunruhe hinzu, die bei den Messungen im Fernrohr fast gar nichts schadet, bei Spektralbeobachtungen aber am meisten störend wirkt. Es ist dies eine Folge des bei der Scintillation stattfindenden Farbenwechsels der Sterne.

Dieser Farbenwechsel besteht in einem je nach dem Luftzustande und je nach der Höhe des Sterns über dem Horizonte verschieden schnell auf-

einanderfolgenden Aufblitzen des Sterns in den Spektralfarben, wobei zuweilen das Licht zwischen zwei Farben völlig verlischt. Hierdurch erscheinen die verschiedenen Farben des Spektrums hintereinander in rasch wechselnder Helligkeit, was im Spektroskop als eine ständige Wellenbewegung oder flatternde Bewegung des Spektrums erscheint; die Bewegung, obgleich sie durchaus nicht mit einem wirklichen Schwanken des Spektrums identisch ist, belästigt das Auge im höchsten Grade und macht bei einigermaßen starkem Auftreten das Beobachten der Sternspektra ganz unmöglich. Die direkte Spektralbeobachtung der Sterne ist infolgedessen weit mehr von der Güte des Luftzustandes abhängig, als andere astronomische Beobachtungen.

Das Spektrum ist überhaupt nie gänzlich frei von solchen Wallungen, und es gelingt selbst einem sonst tüchtigen Beobachter selten, gleich das erste Mal Einzelheiten in einem Sternspektrum zu erkennen.

Für ein Fernrohr mit großer Öffnung gelten die vorstehenden Betrachtungen mit der Modifikation, daß wegen der größeren Fläche die Störungen für verschiedene Teile des Objektivs verschieden sind. Es kann also z. B. gleichzeitig von einem Teile des Objektivs das Sternbild nach links verschoben sein, von einem anderen nach rechts, für einen Teil wird die Brennweite verlängert, für einen anderen verkürzt. Die Folge hiervon ist, daß bei einem großen Objektiv das Bild des Sterns starken Deformationen unterworfen ist, und daß dementsprechend der Einfluß unruhiger Luft auf Spektralbeobachtungen um so größer wird, je größer die Öffnung des Fernrohrs ist.

Es muß noch bemerkt werden, daß die hier gegebene Darstellung der Ursache der Luftunruhe nur eine schematische ist. Man wird nie eine einzelne Luftlinse im Gange der Strahlen haben, sondern gleichzeitig mehrere, deren Gesamtwirkung aber annähernd repräsentiert werden kann durch eine einzige Luftlinse, deren Krümmung aus den Krümmungen aller einzelnen Luftlinsen resultiert.

Bei der photographischen Aufnahme der Spektra ist nun die Luftunruhe von weit weniger Einfluß als bei der direkten Betrachtung. Die empfindliche Schicht registriert bei der Exposition ein mittleres Bild aller einzelnen Momente. Herrscht im Bilde absolute Ruhe, so wird die Zeichnung so scharf, wie sie entsprechend den optischen Teilen des Instruments und dem Silberkorn der Platte nur werden kann. Finden Schwankungen statt, wie z. B. beim spaltlosen Spektroskop, so wird ein Schwerpunktsbild entstehen, bei welchem die Schwankungen entsprechend ihrer Amplitude Verwaschenheit hervorrufen. Am wichtigsten ist aber nun der Umstand, daß der ständige Wechsel der Helligkeit und das „Flattern" des Spektrums, die bei der Beobachtung so irritierend wirken, für die photographische Aufnahme nur noch insofern in Betracht kommen, als sie die mittlere Helligkeit des Spektrums vermindern, ein Übelstand, der durch Vermehrung der Expositionszeit gehoben werden kann. Allerdings kommen auch so schlechte Luftzustände vor, daß sogar schließlich die photographische Aufnahme zur Unmöglichkeit wird.

In betreff weiterer Einzelheiten bei der photographischen Aufnahme und bei der Verwertung derselben muß hier auf das Kapitel der Himmelsphotographie hingewiesen werden.

Eine besondere Schwierigkeit, und zwar speziell hervortretend bei den photographischen Aufnahmen der Spektra, ist durch die Notwendigkeit verursacht, das Bild des zu untersuchenden Gestirns während längerer Zeit genau auf dem Spalt des Spektroskops zu halten. Es gibt hierzu verschiedene Methoden, von denen einige der besten kurz angeführt werden sollen. Die Vorbedingung für alle diese Methoden ist die parallaktische Aufstellung des Fernrohrs und seine Fortführung durch ein gut regulierbares Uhrwerk. Daß der Spalt des Spektroskops hierbei parallel zur täglichen Bewegung stehen soll, ist bereits erwähnt.

Um das zu beobachtende Objekt überhaupt auf den Spalt des Spektroskops zu bringen, ist ein gut justierter Sucher am Refraktor durchaus erforderlich. Man wird durch Einstellung auf das Fadenkreuz des letzteren das Bild des Sterns möglichst in die Nähe des Spaltes bringen. Im Sinne der Rektaszension läßt sich das leicht erreichen, und man braucht den Refraktor nur im Sinne der Deklination leise hin und her zu bewegen, um das Spektrum aufblitzen zu sehen. Das weitere Halten kann nun nach verschiedenen Methoden erfolgen, die bei größeren Fernrohren jedoch meist einen Gehilfen erfordern.

1. Methode. Die Spaltbacken des Spektroskops sind eben geschliffen und fein poliert, so daß sie als gute Spiegel fungieren. Diese Spiegelebene selbst wird geneigt angebracht, und zwar senkrecht zur Spaltrichtung, so daß die vom Fernrohr kommenden Strahlen seitlich reflektiert werden. Setzt man in den Gang der reflektierten Strahlen eine Lupe, oder was wegen des dann möglichen größeren Abstandes bequemer ist, ein kleines Fernrohr, so erblickt man im Gesichtsfelde die Sterne und gleichfalls scharf den Spalt als dunklen Strich. Man stellt den zu beobachtenden Stern auf den Spalt ein, in dem er verschwindet oder wenigstens stark abgeschwächt wird, und kann sich fortgesetzt überzeugen, ob der Stern den Spalt noch nicht verlassen hat. Diese Methode ist bei photographischer Aufnahme der Spektra besonders empfehlenswert. Bei direkter optischer Beobachtung braucht es überhaupt kaum einer besonderen Vorrichtung, da man ja am Verschwinden des Spektrums selbst merkt, wenn der Stern den Spalt verläßt.

2. Methode. Das von der vorderen Prismenfläche reflektierte und für das Spektrum selbst ohnehin verlorene Licht läßt man in ein kleines Fernrohr fallen, welches auf unendlich eingestellt ist, da die aus dem Kollimator austretenden Strahlen parallel sind. Befindet sich das Sternbildchen im Spalt, so sieht man den Stern scharf in demselben, ist der Spalt außerdem beleuchtet, so erscheint der Stern auf einer hellen Linie und kann nunmehr exakt gehalten werden. Wegen der geringen Lichtstärke des reflektierten Sterns (etwa 5 % der ursprünglichen) läßt sich diese Methode nur bei hellen Sternen anwenden, ist aber dann sehr bequem und zuverlässig.

3. Methode. In dem Teile des Spektrums, den man photographisch nicht benutzen will, z. B. im Rot, bringt man ein total reflektierendes Prisma mit Lupe an, durch welche man seitlich diesen Spektralteil während der Aufnahme betrachten kann. An der Helligkeit desselben kann man beurteilen, ob der Stern gut auf den Spalt projiziert ist.

4. Methode. Diese Methode dürfte die beste von allen sein, erfordert aber die Benutzung eines modernen Doppelrefraktors. Man bringt den Stern exakt auf den Spalt und stellt gleichzeitig im Haltefernrohr das Fadenkreuz ebenfalls genau auf den Stern ein; während der Expositionszeit wird der Stern exakt gehalten, und man hat dann die Garantie, daß er auch ständig auf den Spalt justiert gewesen ist. Diese Methode wird erst verständlich, wenn wir die im Abschnitt über Himmelsphotographie gegebene Konstruktion der photographischen Doppelrefraktoren kennen gelernt haben.

Die beste Ausführung der optischen Teile eines Spektrographen bleibt in der Praxis illusorisch, wenn derselbe nicht vollständig stabil ist, d. h. wenn während der oft stundenlangen Expositionszeiten Veränderungen im Apparate auftreten, die eine allmähliche Verschiebung in der Lage des Spektrums auf der Platte bewirken. Hierdurch werden die Linien verbreitert und verwaschen, es leidet also die Reinheit und Trennungsfähigkeit des Spektrums; es treten aber auch Verschiebungen des Sternspektrums gegen das meist nur während kurzer Momente (exponierte) Vergleichsspektrum auf, die systematische Veränderungen der abgeleiteten Wellenlängen im Gefolge haben. Bei den modernen Spektrographen sind die Anforderungen an Stabilität in dieser Beziehung sehr hoch: die schädlichen Verschiebungen dürfen wenige Tausendstel des Millimeters nicht übersteigen.

Für derartige Verschiebungen sind nun zwei Ursachen maßgebend, einmal die mit der allmählich sich ändernden Lage des Instruments sich ebenfalls ändernde Durchbiegung und ferner die durch Temperaturänderungen bedingten Verziehungen der einzelnen Teile und Änderungen der Brechungskoeffizienten. Um die erstere Ursache möglichst unschädlich zu machen, müssen die Spektrographen sehr solid und fest gebaut werden, insbesondere ist eine möglichst innige Verbindung von Kollimator und Kamera erforderlich. Zur Vermeidung der schädlichen Temperatureinflüsse ist die Solidität der Konstruktion ebenfalls günstig; aber die Veränderung in den optischen Teilen läßt sich nicht umgehen, solange Temperaturänderungen vorhanden sind, und das ist in einer offenen Kuppel stets der Fall. Die thermische Stabilität läßt sich nur durch Einhaltung gleicher Temperatur im Innern des Spektrographen erreichen, also durch künstliche Heizung. Das geschieht nach Art der zu biologischen Untersuchungen schon lange bekannten automatisch regulierten Öfen. Im Falle der Spektrographen verwendet man elektrische Heizung innerhalb einer denselben umschließenden Hülle. Dünne Drähte werden durch einen elektrischen Strom auf eine bestimmte Temperatur gebracht, steigt dieselbe, so wird durch ein von dem Strom durch-

flossenes Thermometer der Strom abgestellt, sinkt die Temperatur, so wird der Heizstrom wieder eingeschaltet, so daß ein ständiges, ganz geringes Pendeln um die vorher festgesetzte Temperatur stattfindet.

Es dürfte nunmehr nach dieser allgemeinen Orientierung über die Konstruktion der verschiedenen Typen der Spektralapparate, über ihre Verwendung am Fernrohr und über die Schwierigkeiten bei der Beobachtung und Verwertung der direkten und der photographischen Messungen eine kurze Darstellung einzelner Apparate in Wort und Bild am Platze sein.

Von älteren, jetzt nicht mehr gebräuchlichen Sternspektroskopen, die nur noch historisches Interesse besitzen, soll als Beispiel ein Sternspektroskop von Secchi beschrieben werden, bei dem die Winkelbewegung des Beobachtungsfernrohrs zur Messung benutzt wird. (Fig. 56.)

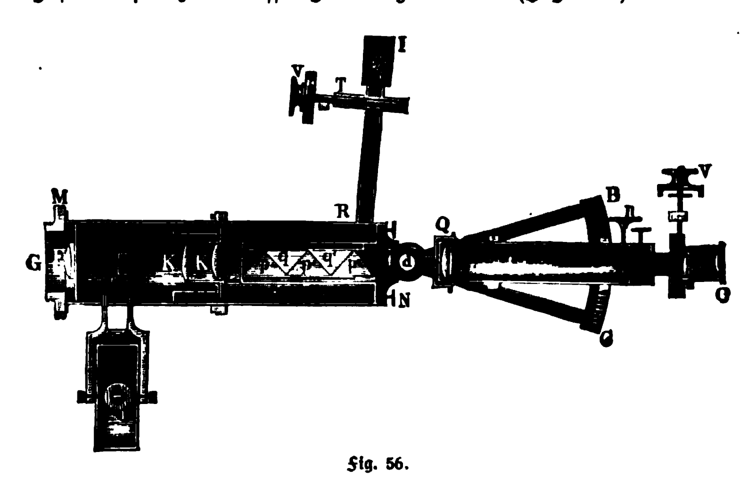


Fig. 56.

Bei G wird das Spektroskop am Okularende des Refraktors mit dem Gewinde M angeschraubt. E ist die Zylinderlinse, und bei e befindet sich der Spalt. Dicht hinter demselben ist ein kleines, unter 45° geneigtes Spiegelchen angebracht, dessen eine Hälfte unbelegt ist und daher das Licht des Sterns durchläßt, während die andere belegt ist und alles Licht reflektiert, welches seitlich von L her auf dieselbe fällt. Bei L kann irgend eine Lichtquelle angebracht werden, deren Licht im Spektroskop, gleichzeitig mit demjenigen des Sternes untersucht werden soll. Es folgt dann die Kollimatorlinse KK und der geradsichtige Prismensatz pq p′q′ p″.

Das Beobachtungsfernrohr QO ist um die Achse d drehbar. Die feine Einstellung geschieht durch die Schraube n, und die Stellung des Beobachtungsfernrohrs wird auf dem Kreisstücke BC abgelesen. Zur Erzeugung einer freien beweglichen Meßmarke im Spektrum dient der seitliche Kollimator RJ. Ein enger Spalt in dem durch die Mikrometerschraube V′ bewegbaren Schieber T wird durch die Lampe J beleuchtet. Die von dem Spalte ausgehenden Lichtstrahlen werden durch eine Linse bei R parallel gemacht

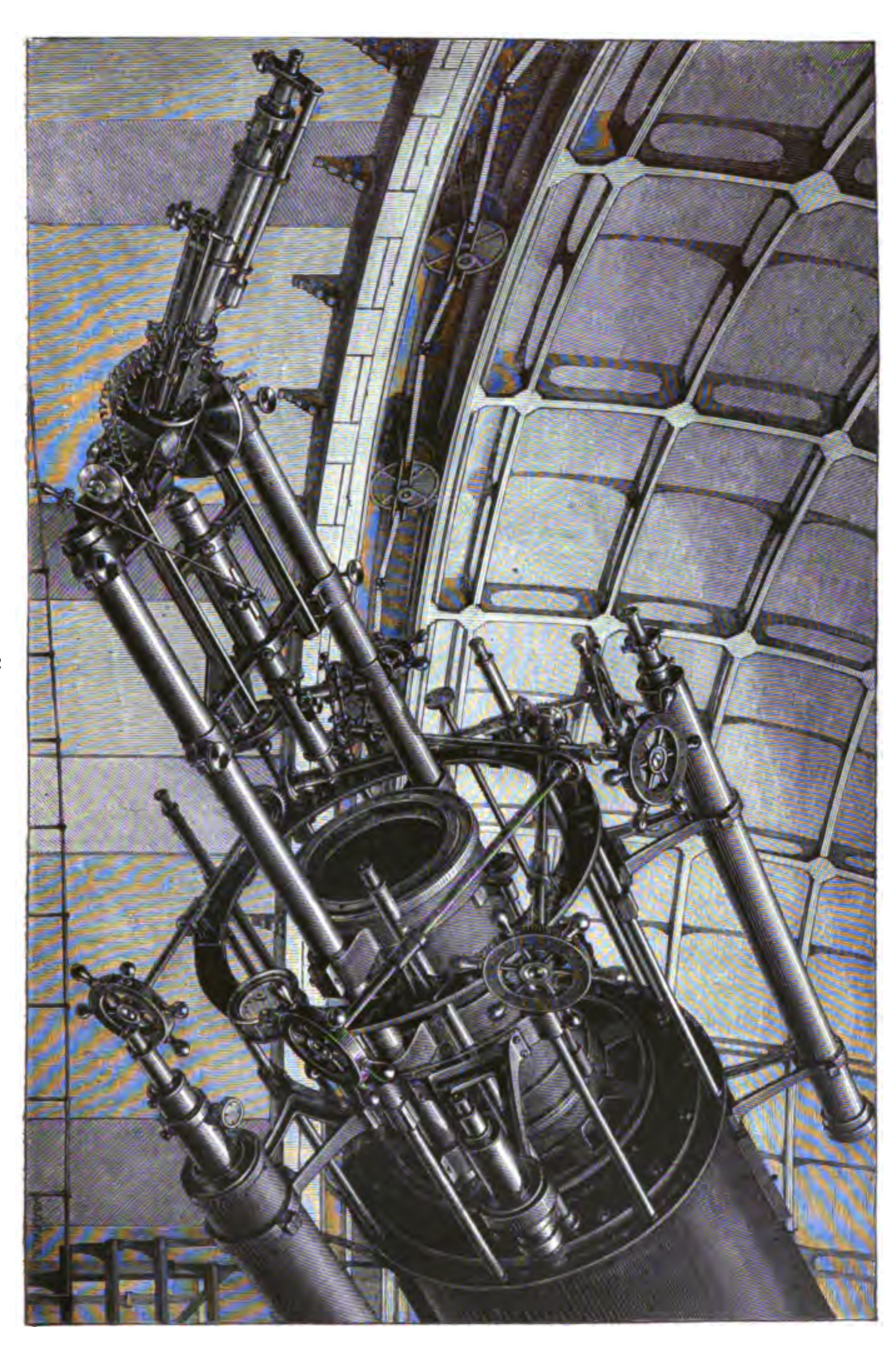


Fig. 57.

und sodann von der hinteren Fläche des Prismensatzes in das Beobachtungsfernrohr reflektiert. Diese Vorrichtung kann bei festgestelltem Fernrohr auch als Okularmikrometer zur Messung innerhalb beschränkter Teile des Spektrums dienen.

Das Sternspektroskop für den großen Refraktor der Lick-Sternwarte. Die Dimensionen dieses Instruments sind entsprechend der Größe des Refraktors (91^{cm} Öffnung) ganz gewaltige. Es wiegt mit dem Befestigungsstücke am Refraktor über 100 Kilogramm.

Die Figur 57 gibt eine perspektivische Ansicht des Spektroskops und seiner Befestigung am großen Refraktor; die schematische Darstellung Fig. 58

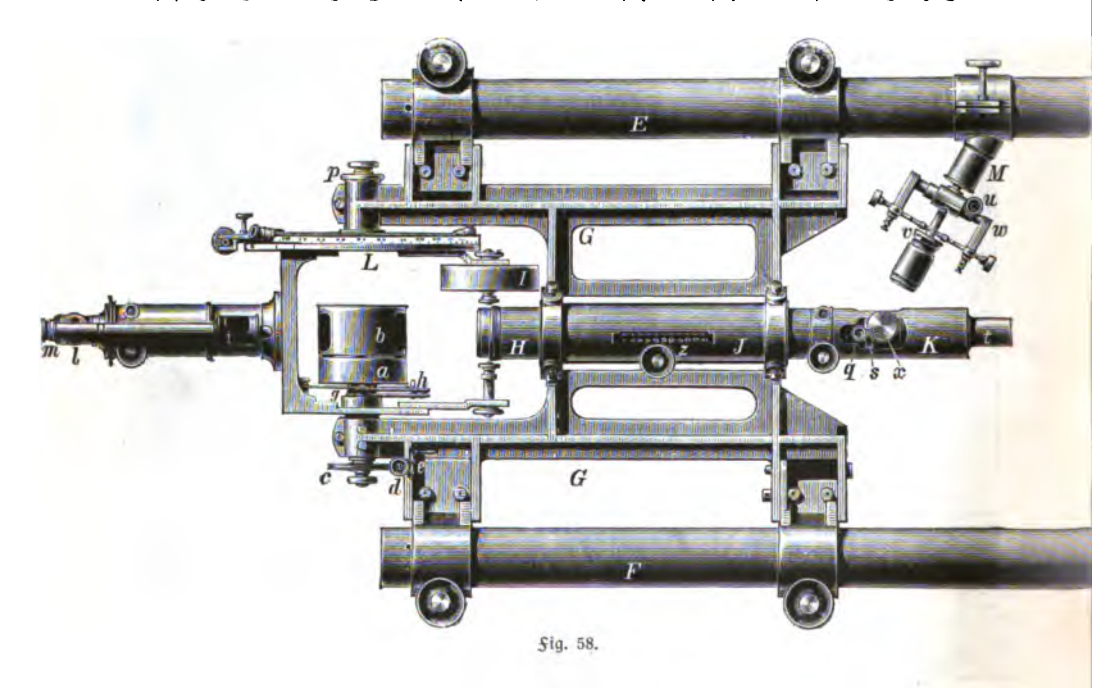


Fig. 58.

wird mit Hilfe der folgenden Beschreibung einen vollständigen Einblick in die Konstruktion des Apparats gewähren.

Das untere Ende des großen Refraktors ist mit einem drehbaren Mantel umgeben, welcher mit Schrauben, Klemmen und Positionskreis versehen ist. An diesem Mantel sind die beiden Messingrohre E und F, welche das Spektroskop tragen, befestigt. Der Messingrahmen G des Spektroskops ist in einem Stück gegossen und steht mit den Trägern EF durch Klemmen in Verbindung, doch sind die Klemmen in sich beweglich, so daß beim Anziehen derselben keine Spannung des Rahmens eintreten kann, nachdem sie einmal in die richtige Stellung gebracht worden sind.

Der Kollimator H gleitet in der Hülse J, welche mit dem Rahmen durch Gegenschrauben verbunden ist, so daß die Kollimatorachse auf die

optische Achse des Fernrohrs zentriert werden kann. Durch Drehung des Triebes z kann der Kollimator um etwa 100 mm verstellt werden; seine Stellung wird auf einer Millimeterskala abgelesen. Das Kollimatorobjektiv hat eine Fokallänge von 51 cm bei 4 cm Öffnung. Es ist aus Jenaer Glas gefertigt, und die Linsen sind behufs Vermeidung von Lichtverlust zusammengekittet.

Der Spalt s ist mit Trieb und Klemmen zum Fokussieren eingerichtet; seine Spaltbacken öffnen sich symmetrisch, und seine Länge kann beliebig geändert werden. q ist ein rechtwinklig und verstellbar angebrachtes Okular, welches für gewöhnlich den Strahlengang im Kollimatorrohre nicht beeinflußt, beim Hineinschieben aber den Stern durch den Spalt hindurch zu erblicken erlaubt, zur Kontrolle der richtigen Einstellung des Sterns auf den Spalt; x ist ein Trieb zur Einstellung eines totalreflektierenden Prismas vor dem Spalt. Der Spalt ist gegen Beschädigungen durch das Rohr K geschützt, welches gleichzeitig das zur Aufnahme von Zylinderlinsen bestimmte Rohr t trägt. Der sehr starke Rahmen, in welchem sich das Beobachtungsfernrohr befindet, ist um zwei Zapfen in dem Hauptrahmen drehbar. Bei L befindet sich der geteilte Kreis, der mit Hilfe von Nonien auf 10″ abgelesen werden kann. Dieser Kreis wird durch die Klemmen p gehalten und kann, wenn letztere gelöst sind, so gedreht werden, daß jeder Teilstrich auf den Index gebracht werden kann, während das Beobachtungsfernrohr auf den Spalt gerichtet ist. Für gewöhnlich wird in dieser Stellung die Ablesung 0° gewählt; es resultiert dann nachher für jede Stellung der Ablesung direkt die Ablenkung. h ist Klemme und Tangentialfeinbewegung für das Beobachtungsteleskop. Der Nonius wird durch die elektrische Lampe i beleuchtet.

Zwei Beobachtungsobjektive sind vorhanden; das eine, in der Figur abgebildete, hat 4 cm Öffnung und 25 cm Brennweite. Die Brennweite des anderen ist doppelt so groß; dieses wird in Verbindung mit dem Gitter für Untersuchungen am Sonnenspektrum benutzt. Das Mikrometer m paßt für beide Fernrohre; bei dem kleineren Fernrohr entspricht einer Schraubenumdrehung des Mikrometers 3′ 10″,8. Die Lampe i beleuchtet gleichzeitig auch die Mikrometerfäden; für diese letztere Beleuchtung kann die Farbe entsprechend den zu untersuchenden Teilen des Spektrums mit Hilfe von farbigen Gläsern verändert werden; die Moderierung geschieht durch Drehen der Hülse l, welche ein kleines Reflexionsprisma enthält. Die Okulare geben Vergrößerung von 7 und 13 mal, das Beobachtungsfernrohr ist durch das Gewicht I ausbalanciert.

Dem Spektroskop sind drei Prismen beigegeben, welche leicht miteinander umgewechselt werden können. Zwei derselben sind einfache Prismen mit 30° bzw. 60° brechendem Winkel, das dritte ist ein zusammengesetztes von starker Dispersion. Sie werden auf dem Tischchen a befestigt und sind durch die Kappe b gegen äußeres Licht geschützt. Der Tisch a ist an dem Ende einer langen konischen Achse, welche durch den hohlen Zapfen des

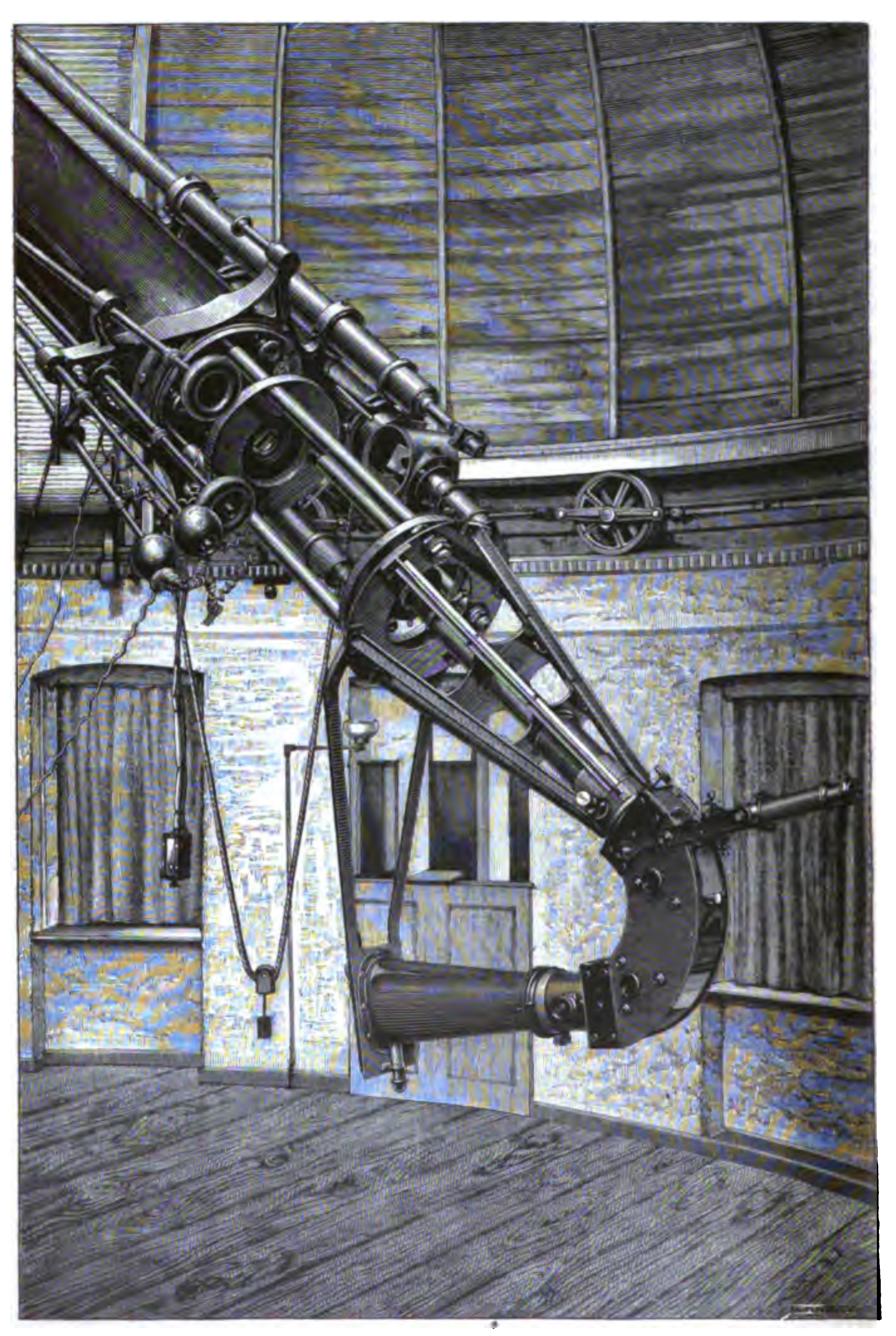


Fig. 59.

Beobachtungsfernrohrs hindurchgeht, befestigt; durch die am anderen Ende der Achse befindliche gezahnte Scheibe c kann dem Tischchen vermittels der Tangentialschraube d eine feine Drehung erteilt werden. Die Schraube d kann ihrerseits durch den Hebel e ausgelöst werden, so daß der Tisch dann frei mit der Hand gedreht werden kann. Unterhalb des Tischchens ist auf der Achse eine Metallhülse angebracht, an welcher ein Apparat zur Herstellung des Minimums der Ablenkung angreift (g). Derselbe ist so eingerichtet, daß für jede Farbe das Minimum der Ablenkung sich von selbst einstellt, sobald dies einmal für eine Farbe geschehen ist. Bei Benutzung von Gittern ist dieser Apparat ausgeschaltet.

Bei M ist der Apparat zur Erzeugung von Vergleichsspektren auf einer der Trägerröhren angebracht. Bei w befindet sich der Elektrodenträger, der durch den Zahntrieb u justiert wird. Durch Drehung des Elektrodenhalters kann eine Bewegung senkrecht hierzu hervorgebracht werden. Durch eine Linse v wird das Bild des Funkens auf den Spalt projiziert, und da die Winkelöffnung dieser Linse größer ist als diejenige des Kollimatorobjektivs, so wird die ganze Öffnung des Kollimators durch das Licht des Funkens erfüllt. Zur Moderierung des Funkenlichts dient ein verschiebbarer Keil aus neutralem Rauchglase. Der Elektrodenhalter kann durch einen Halter für Geißlersche Röhren ersetzt werden.

Älterer Sternspektrograph des Potsdamer Observatoriums. Mit diesem, heute in einigen Punkten nicht mehr ganz modernen Instrumente ist es zum ersten Male gelungen, die Geschwindigkeit der Fixsterne im Visionsradius mit befriedigender Genauigkeit zu messen; eine kurze Beschreibung desselben dürfte daher angebracht sein. Seine Befestigung am 28^{cm} Refraktor ist aus Fig. 59 ersichtlich.

Der ganze Okularkopf des Refraktors ist abgenommen, seine Stelle nimmt ein starkes Gestell aus drei eisernen Stangen ein, an dessen einem Ende der Spektrograph durch Schrauben verstellbar angebracht ist. Das Kollimatorrohr befindet sich der Stabilität halber in einem konischen Gestell aus T förmigen stählernen Trägern. Es ist in demselben durch einen Trieb beweglich angebracht, und seine Stellung ist an einer Skala meßbar.

Auf das Kollimatorrohr folgt der sehr fest konstruierte Behälter für die beiden stark dispergierenden Rutherfurdschen Prismen. An denselben schließt sich die konische Camera an, deren Ende der Stabilität halber durch Träger mit dem oberen Ende des Kollimatorkörpers verbunden ist. Durch diese Verbindung ist ein starres System hergestellt, welches keine merklichen Durchbiegungen zeigt.

In den Strahlenkegel des Refraktorobjektivs ist in etwa 40 Zentimeter Entfernung vom Spalte eine Geißlersche Röhre (Wasserstoff) eingeschaltet. Das Sternspektrum erscheint daher durchzogen von den Wasserstofflinien, die als Anhalt zur Messung benutzt werden. Zum Halten des Sterns dient die oben unter 2. angegebene Methode. Das hierzu erforderliche Fernrohr steht seitlich rechts vom Apparat ab. Auch die Methode 3. kann bei diesem

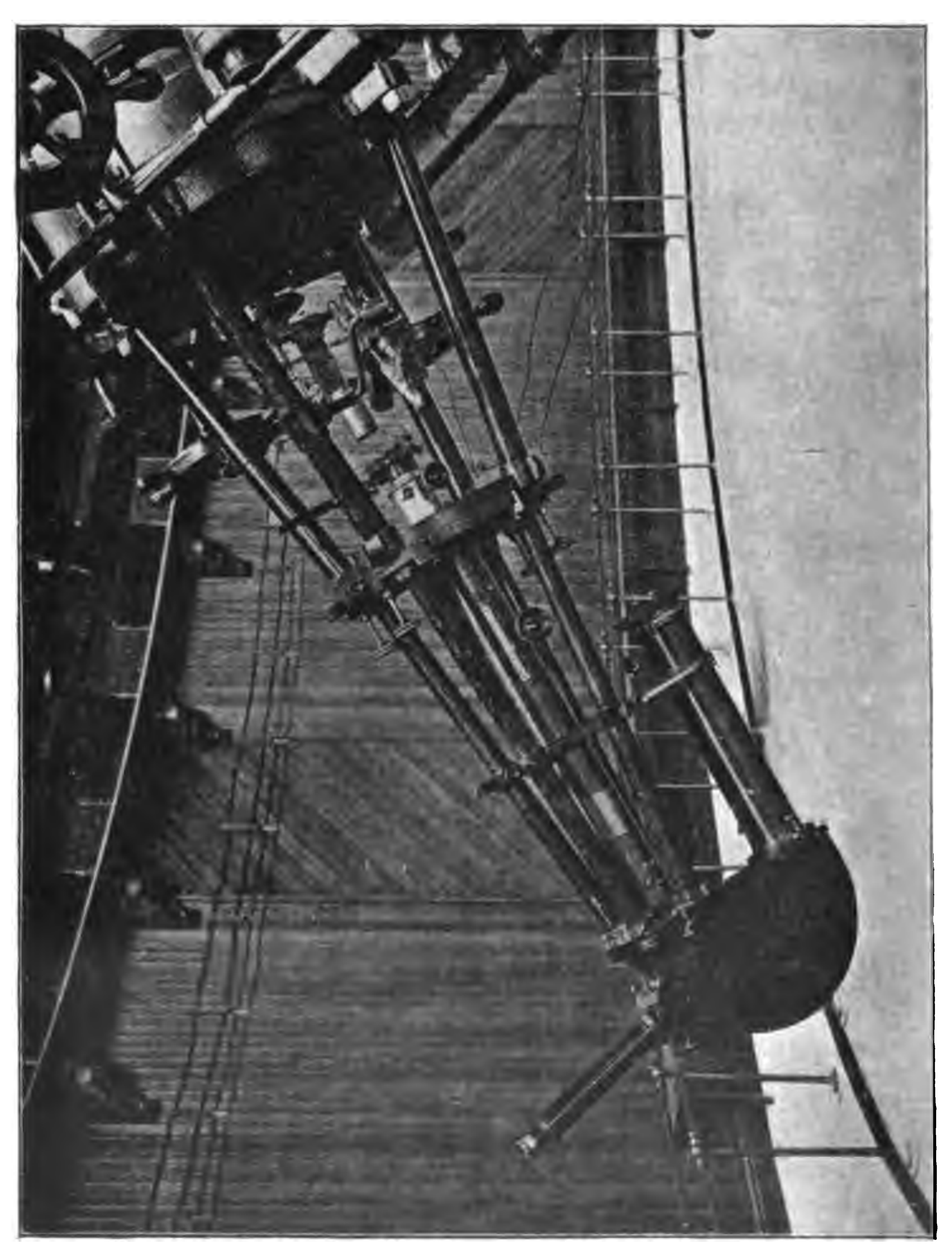


Fig. 60.

Instrument zur Anwendung gelangen; das hierzu dienende seitliche Okular ist in der Figur am unteren Cameraende sichtbar.

Der Mills-Sternspektrograph der Lick-Sternwarte. Der in Fig. 60 wiedergegebene sogenannte Mills-Spektrograph dürfte wohl das

vollkommenste Instrument dieser Art zurzeit darstellen. Es wird statt des S. 98 beschriebenen großen Sternspektroskops in Verbindung mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte benutzt und hat einen großen Teil der Resultate geliefert, die in dem letzten Teil dieses Werkes dargestellt sind. Das Spektroskop enthält drei Prismen aus schwerem Flintglas, die zusammen eine Ablenkung von 180° geben, so daß Camerafernrohr und Kollimator einander parallel sind, wodurch eine bequeme und sichere Verbindung beider garantiert ist. Die Brennweite der Kollimatorlinse beträgt nahe $^3/_4$ Meter, während diejenige der Cameralinse nur 0,9 Meter beträgt. Nach dem Kollimationsprinzip wird hierdurch eine dreimal größere Lichtstärke als bei gleicher Brennweite von Kollimator- und Cameralinse erzielt. Zum Halten der Sterne auf dem Spalt ist die unter (2) angegebene Methode — Reflexion an der vordersten Prismenfläche — benutzt, jedoch mit einer wesentlichen Modifikation. Das reflektierte Licht wird nämlich durch ein Prisma von 30° brechendem Winkel in ein Spektrum zerlegt, dessen sämtliche Teile bis auf die $H\gamma$-Linie abgeblendet sind. Ist nun überhaupt reflektiertes Licht sichtbar, so ist dadurch der Beweis geliefert, daß speziell das blaue resp. violette Licht des betreffenden Sternes ins Spektroskop fällt, was besonders bei tiefstehenden Sternen sehr wichtig ist.

Für die Aufnahme der Spektra der helleren Sterne kann übrigens eine andere Camera benutzt werden, deren Objektiv die gleiche Brennweite wie das Kollimatorobjektiv besitzt; es wird damit die doppelte Länge des Spektrums und dementsprechend größere Messungsgenauigkeit erzielt.

Die Protuberanz-Spektroskope unterscheiden sich von anderen Spektroskopen weniger in ihrer Konstruktion — es kann schließlich jedes stark dispergierende zusammengesetzte Spektroskop verwendet werden — als in der Art ihrer Anwendung, die in der besonderen Eigenart des Spektrums der Protuberanzen beruht. Eine Beschreibung dieser speziellen Instrumente findet daher am besten im dritten Teile bei Gelegenheit der Beschreibung der Protuberanzen selbst statt.

Sechstes Kapitel.

Die Ermittelung der absoluten Wellenlängen.

Wir haben bisher die Konstruktionen der verschiedensten Spektralapparate kennen gelernt, vermittels deren die Wellenlängen unbekannter Linien im Spektrum bestimmt werden können unter Zuhilfenahme von Linien mit bereits bekannter Wellenlänge. Es muß also einmal für mindestens eine Spektrallinie der absolute Betrag der Wellenlänge, d. h. die Länge der Welle in einer gegebenen Längeneinheit, ermittelt werden. Die physikalischen Methoden, nach denen dies geschehen kann, beruhen auf der Diffraktion oder der Interferenz der Lichtwellen, und es soll im folgen-

den versucht werden, diese Methoden ohne Anwendung mathematischer Formeln klarzulegen, was allerdings recht schwierig ist. Vorher muß aber eine Entscheidung über die zugrunde zu legende Längeneinheit getroffen werden.

Die Wellenlänge der sichtbaren Strahlen erstreckt sich von ungefähr 0,0008^{mm} bis 0,0004^{mm}. Wollte man hierbei also das Millimeter als Einheit nehmen, so hätte man die große Unbequemlichkeit, ständig viele Nullen mit anzusetzen. Die Physiker haben deshalb den tausendsten Teil des Millimeters, 0,001^{mm}, oder 1 Mikron, mit der Bezeichnungsweise 1 μ als Einheit gewählt. Darnach beträgt die Wellenlänge im äußersten Rot z. B. 0,8 μ. Diese Bezeichnungsweise ist bequem, wenn die Angaben der Wellenlänge nicht sehr genau sind. Man ist aber in der Genauigkeit der Wellenlängenbestimmungen heutzutage außerordentlich weit gekommen, so daß noch die siebente Dezimale des Mikrons angegeben werden müßte; z. B. würde die genaue Angabe einer Wellenlänge sein 0,7321689 μ, was wiederum unübersichtlich und unbequem ist. Da nun unsere gebräuchlichen Längeneinheiten immer um das Tausendfache abnehmen — Kilometer, Meter, Millimeter, Mikron — so lag es nahe, dieses Verhältnis auch weiter fortzusetzen und 0,001 Mikron oder 0,000 001^{mm} als neue Einheit zu wählen. Man bezeichnete diese neue Einheit als 1 $\mu\mu$, und sie ist besonders in Deutschland lange Zeit in Anwendung gewesen; man gab die Wellenlänge also in Millionteln eines Millimeters an, und die oben angeführte Wellenlänge wurde hiernach geschrieben als 732,1689 $\mu\mu$.

Leider ist unter dem Einflusse der amerikanischen und englischen Physiker und Astrophysiker diese naturgemäße Einheit heute fast gänzlich in Wegfall gekommen; die an ihre Stelle gesetzte Einheit ist noch zehnmal kleiner, sie ist der zehnmillionte Teil des Millimeters, und es bleibt nichts anderes übrig, als sich dieser Einheit anzuschließen. Die als Beispiel gewählte Wellenlänge ist also zu schreiben λ 7321,689. Bei Wellenlängenangaben in diesem Buche ist also, wenn nichts anderes ausdrücklich angegeben ist, stillschweigend das Zehnmilliontel des Millimeters als Einheit zugrunde gelegt und durch ein vorgesetztes λ als Angabe einer Wellenlänge charakterisiert.

Die Bestimmung der absoluten Wellenlängen durch feine Gitter. Im I. Teile, S. 17 haben wir gesehen, daß jedes schwingende Ätherteilchen wieder als Zentrum einer neuen Schwingungserregung betrachtet werden muß, daß aber alle in seitlicher Richtung verlaufenden Schwingungen sich durch Interferenz aufheben, so daß nur die geradlinige Fortpflanzung des Lichts übrig bleibt. In dem Falle, daß in den Strahlengang ein undurchsichtiger Schirm mit scharfer Begrenzung eingeschaltet wird, kann aber, wie schon ebenfalls kurz erwähnt, auch Licht nach der Seite gelangen, so daß auch Strahlen in den Schattenraum des Schirmes eindringen und dort nicht absolute Dunkelheit herrscht.

Führt man nun einen Schirm ein, der eine spaltförmige Öffnung besitzt, so findet an den Spaltkanten ebenfalls Ablenkung des Lichts, oder

Diffraktion, in die zu beiden Seiten gelegenen Schattenräume statt. Es läßt sich verhältnismäßig leicht einsehen, daß hierdurch aber keine etwa gleichförmige Beleuchtung nach den Seiten hin eintritt, sondern ein periodischer Wechsel von Helligkeit und Dunkelheit.

Wir wollen annehmen, ein Bündel paralleler Strahlen falle senkrecht auf den Schirm S_1 mit der spaltförmigen Öffnung A_1A_2 und treffe alsdann auf einen zweiten Schirm S_2 auf. Von diesem Spalt aus gehen die Strahlen nach allen möglichen Richtungen weiter; von diesen Richtungen möge zunächst diejenige betrachtet werden, welche in der ursprünglichen Richtung weitergeht, also senkrecht zu S_1. (Fig. 61.)

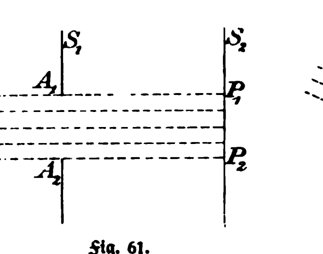


Fig. 61.

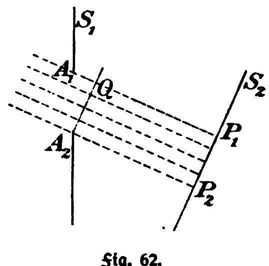


Fig. 62.

Da die Strahlen parallel sind, so ist die ihnen zugrunde liegende Wellenfläche eine Ebene und zwar parallel zu S_1, sie haben also in der Spaltebene A_1A_2 sämtlich die gleiche Phase. Da die Wege für alle diese Strahlen von S_1 nach S_2, also z. B. von A_1 nach P_1 und von A_2 nach P_2 gleich lang sind, so muß also auch von P_1 bis P_2 überall die gleiche Phase herrschen; Aufhebung der Wellenbewegung durch Interferenz findet demnach hier nicht statt, vielmehr addieren sich alle Strahlen.

Nun wollen wir ein Strahlenbündel betrachten, welches von A_1A_2 ausgehend unter einem gewissen Winkel abgeht und in P_1 und P_2 einen hierzu senkrechten Schirm S_2 trifft (Fig. 62). Man sieht, daß der Weg von A_1 bis P_1 jetzt länger ist als der von A_2 nach P_2, und die Neigung sei nun so gewählt, daß dieser Wegunterschied A_1Q gerade eine ganze Wellenlänge beträgt. Dann ist es klar, daß der Randstrahl A_1 gegen den mittelsten Strahl einen Phasenunterschied von einer halben Wellenlänge hat; diese beiden Strahlen heben sich also in der Ebene P_1P_2 auf, sofern sie zu einem Bilde, etwa durch eine Linse, vereinigt werden. Der nächst benachbarte Strahl von A_1 hebt sich aber gerade so mit dem Mittelstrahl des nächst benachbarten auf; es gibt überhaupt für jeden Strahl der einen Hälfte einen Strahl der anderen Hälfte mit dem Phasenunterschied einer halben Welle. Die sämtlichen Strahlen vernichten sich also, d. h. es herrscht in P_1P_2 oder also in der angegebenen Richtung vollständige Dunkelheit.

Wählt man nun die Neigung stärker, so daß A_1Q einem Wegunterschiede von zwei Wellenlängen entspricht, so läßt sich dieselbe Betrachtung für die Viertel der Spaltöffnung durchführen, also auch in dieser Richtung herrscht Dunkelheit, und es läßt sich leicht zeigen, daß folgender Satz gilt: „In allen Richtungen, in denen der Wegunterschied zwischen den beiden Randstrahlen eine ganze Wellenlänge oder ein Vielfaches derselben beträgt,

herrscht Dunkelheit.“ Zwischen diesen Stellen ist aber Licht vorhanden, und wir wollen sehen, wieviel Licht den Richtungen entspricht, für welche der Weglängenunterschied der Randstrahlen eine halbe Wellenlänge und die Vielfachen derselben beträgt.

Für die zwischen dem senkrechten Austritt und der der Figur entsprechenden Neigung gelegene Richtung, für welche A_1Q eine halbe Wellenlänge beträgt, kommen die beiden Randstrahlen A_1P_1 und A_2P_2 in S_2 gerade mit einer halben Wellenlänge Wegunterschied an, sie heben sich also vollkommen auf; für die zwei benachbarten Strahlen ist der Unterschied nicht mehr genau eine halbe Wellenlänge, diese heben sich also nicht mehr vollständig auf, und überhaupt heben sie sich immer weniger auf, je mehr sie der Mitte zu liegen. Bezeichnet man nun die Helligkeit von P_1P_2 für den ersten Fall der geradlinig hindurchgehenden Strahlen oder für das sogenannte Spaltbild mit 1, so beträgt die resultierende Helligkeit von P_1P_2 im vorliegenden Falle 0,405.

Ist die Neigung so, daß A_1Q drei halbe Wellenlängen wird, so resultiert als Helligkeit noch $^1/_9$, bei fünf halben Wellenlängen $^1/_{25}$, kurz es ist hier der Satz gültig: „In den Richtungen, für welche der Gangunterschied der Randstrahlen drei oder mehr ungerade halbe Wellenlängen beträgt, zeigen sich Helligkeitsmaxima, deren Helligkeit abnimmt umgekehrt wie die Quadrate der ungeraden Zahlen ($^1/_9$, $^1/_{25}$, $^1/_{49}$ ...). In den Zwischenrichtungen variiert die Helligkeit von diesen Maximis bis zu Null.“

In der Figur ist die Neigung der Strahlen nach unten gezeichnet; es ist klar, daß genau dieselben Betrachtungen auch für die nach oben gerichteten Neigungen gelten; die Lichtverteilung ist also nach beiden Seiten vom Spalte aus symmetrisch. Es läßt sich aus der Figur auch ohne weiteres eine andere Eigenschaft der Lichtbeugung oder Diffraktion erkennen. Man sieht, daß bei engerem Spalte, also bei kleinerem A_1A_2, die Neigung der Strahlen eine größere sein muß, um dasselbe Maximum zu geben, als bei weiterem Spalte, da die Strecke A_1Q dieselbe bleiben muß. Je enger also der Spalt ist, um so weiter liegen die Maxima auseinander, um so deutlicher tritt die Diffraktionserscheinung hervor. Ist der Spalt im Verhältnis zur Wellenlänge sehr breit, z. B. ein Millimeter, so ist die Diffraktion nur unter Zuhilfenahme besonderer Vorrichtungen zu erkennen.

Es war stillschweigend vorausgesetzt, daß homogenes Licht zur Verwendung gelangt; bei der Benutzung weißen Lichts treten nun neue Erscheinungen auf, die gerade für unsere Zwecke die wichtigsten sind. Wenn A_1Q z. B. gleich einer Wellenlänge ist, so entsteht, wie wir wissen, in der aus dieser Bedingung resultierenden Richtung völlige Dunkelheit. Nun aber sind die Wellenlängen für die verschiedenen Farben verschieden, eine Neigung der Strahlen, die für die eine Wellenlänge Dunkelheit ergibt, tut dies nicht für eine andere. Dasselbe gilt natürlich auch für die Maxima, und so folgt, daß bei der Diffraktion des weißen Lichts die Minima und Maxima der verschiedenen Farben nebeneinander liegen. Auch die Reihenfolge der Farben

läßt sich sofort angeben: die roten Strahlen haben die längsten Wellen, für sie finden die Maxima und Minima erst bei stärkeren Neigungen statt, als für die orange, gelben, grünen usw. Strahlen. Die Maxima für die roten Strahlen liegen also weiter vom Spaltbild ab, als die übrigen; die Maxima werden also nach außen einen roten Saum zeigen, nach innen einen violetten. In der Mitte der hellen Streifen fallen die verschiedenen Farben zusammen, geben also wieder ein mehr oder minder reines Weiß. Das Licht ist demnach durch die Diffraktion in den Streifen zu Spektren zerlegt worden, d. h. die Diffraktion liefert uns ein Mittel zur Dispersion des Lichts ohne Verwendung von Prismen. Es ist noch zu bemerken, daß für die senkrecht ausgehenden Strahlen, die das Spaltbild erzeugen, natürlich keine Dispersion eintreten kann, da hierbei ja keine Wegdifferenz in Frage kommt. Das Spaltbild bleibt also scharf und weiß.

Wenn nun der Spalt nicht außerordentlich eng ist, so sind die Spektra sehr schmal und unrein, also praktisch nicht zu verwerten; es gibt aber ein Mittel, auf diesem Wege Spektra von größter Reinheit und ganz gewaltiger Dispersion zu erzielen, wie dies mit Prismen gar nicht möglich ist.

Dieses Mittel besteht in der Verwendung vieler feiner Spalte dicht nebeneinander oder eines sogenannten Diffraktionsgitters. In diesem Falle interferiren die von einem Spalte kommenden Strahlen nicht nur untereinander, sondern auch mit denen der anderen Spalte. Die Verfolgung dieser Vorgänge ist zu kompliziert, als daß sie hier dargestellt werden könnte; der Effekt ist aber der, daß bei homogenem Lichte die Maxima schließlich zu ganz feinen intensiven Streifen werden, die scharf durch breite dunkle Bänder getrennt sind. Es ist nun verständlich, daß sich bei weißem Lichte die Maxima der verschiedenen Wellenlängen unmittelbar nebeneinander setzen. Die Aufeinanderfolge dieser Streifen der verschiedenen Wellenlängen ist aber nichts anderes als ein kontinuierliches Spektrum. Wie beim einzelnen Spalte liegen zu beiden Seiten entsprechend dem Vielfachen der Wegunterschiede von ganzen Wellen durch direkte Zwischenräume getrennte Spektra, deren Rot nach außen und deren Violett nach innen liegt. Da die Spektra mit größerem Abstande vom Spaltbild immer länger werden, so überdecken sie sich bald gegenseitig; gewöhnlich fällt schon das Rot des zweiten Spektrums mit dem Violett des dritten zusammen.

Man bezeichnet die Spektra ihrer Reihenfolge nach, vom Spaltbilde aus gerechnet, als 1., 2. . . usw. Ordnung. Die Helligkeit der Spektra ist annähernd umgekehrt proportional der dritten Potenz der Ordnungszahlen, nimmt also sehr stark ab.

Die Theorie der Beugung lehrt nun, daß die Ablenkung der Strahlen durch das Beugungsgitter in sehr einfacher Beziehung zu der Wellenlänge und zu der Distanz der Gitterstriche steht. Ermittelt man letztere z. B. dadurch, daß man die Distanz vom ersten bis zum letzten Strich mißt und durch die Anzahl der Striche weniger Eins dividiert, so liefert die Messung der Ablenkung im Spektrometer eine absolute Bestimmung der Wellenlänge.

Für die mathematisch etwas geschulten Leser sei hier die betreffende Formel angegeben. Bezeichnet man mit λ die Wellenlänge (in Zehnmillionteln des Millimeters), mit e die Distanz der einzelnen Spalte voneinander (in derselben Einheit) und mit n die Ordnungszahl des Spektrums, ferner mit δ die Ablenkung des betreffenden Strahls von der ursprünglichen, zum Gitter senkrechten Richtung, so ist

$$\lambda = \frac{e}{n} \sin \delta .$$

Mit Hilfe dieser überaus einfachen Relation ist man also in der Lage, die absoluten Wellenlängen zu ermitteln. Ist man hierbei bestrebt, die größte Genauigkeit zu erhalten, so wird praktisch die Aufgabe zu einer der schwierigsten der Physik. Von den entgegenstehenden Schwierigkeiten soll hier nur eine berührt werden, die ein allgemeineres Interesse beanspruchen kann, das ist die Herstellung der Diffraktionsgitter. Je feiner die Spalte sind und je enger sie zusammenstehen, um so größer ist die resultierende Dispersion und die Reinheit der Spektra, das Bestreben geht also dahin, möglichst enge Gitter herzustellen. Die Gitter müssen aber auch äußerst exakt ausgeführt werden, d. h. es ist erforderlich, daß der Abstand der Gitterstriche e auf der ganzen Ausdehnung des Gitters derselbe ist. Wäre dies nicht der Fall, so würden die verschiedenen Teile des Gitters verschiedene Dispersion liefern; es würden demnach Überdeckungen und Verwaschenheiten entstehen.

Die ersten Gitter wurden in der Weise hergestellt, daß man zwei gleiche Mikrometerschrauben von $1/4$ Millimeter Ganghöhe parallel zu einander auf einem Rahmen verband. Alsdann wurde ein feiner Draht um beide Schrauben gewickelt, Gang für Gang. Dieser Draht wurde mit den beiden Schrauben verlötet, so daß die Drähte auf der einen Seite abgeschnitten werden konnten, es blieb alsdann ein Gitter übrig, dessen Spalte $1/4^{mm}$ voneinander abstanden. Das war aber noch eine recht bedeutende Distanz, und entsprechend besaßen die Spektra nur geringe Dispersion. Dann ging man dazu über, die Gitter durch Einreißen von Strichen auf einer ebenen Glasplatte herzustellen. Die durch den Diamant gezogenen Furchen lassen kein Licht durch, wenigstens nicht mit geregeltem Strahlengange, während die freien Glasstellen den Spalten entsprechen. Man hat es in der Herstellung dieser Glasgitter bald zu einer großen Fertigkeit gebracht, indem bis zu 4000 Linien auf das Zentimeter gezogen werden konnten, womit beträchtliche Dispersion zu erzielen war. Die mit solchen Glasgittern erhaltenen absoluten Wellenlängen besaßen daher schon einen sehr hohen Grad von Genauigkeit.

Die Bestimmung der absoluten Wellenlängen durch Interferenz. Das Prinzip der Wellenlängenmessung durch Interferenz läßt sich schematisch durch die Fig. 63 leicht erläutern.

Ein Bündel paralleler Strahlen fällt von der Lichtquelle L kommend auf die planparallele Glasplatte a, die unter 45° gegen das Bündel ge-

neigt ist. Die untere Fläche von a ist schwach versilbert, so daß sie wohl einen Teil des Lichts reflektiert, den anderen Teil aber hindurchläßt. Der reflektierte Teil geht durch die der Platte a genau entsprechende, aber unversilberte Glasplatte b hindurch, trifft auf den Spiegel S_2, wird durch denselben zurückgeworfen und gelangt nach dem Passieren von b und a in das Beobachtungsfernrohr F. Der von der Silberschicht auf a durchgelassene Teil des Lichts trifft den Spiegel S_1, wird von demselben nach a zurückreflektiert und von der versilberten Fläche ebenfalls ins Fernrohr F geworfen. In dem Brennpunkte von F treffen also zwei von derselben Lichtquelle stammende Strahlen zusammen, die einen verschieden langen Weg zurückgelegt haben, und die daher miteinander interferieren, d. h. je nachdem die Phasen, unter denen sie anlangen, gleich oder um eine halbe Wellenlänge verschieden sind, sich gegenseitig verstärken oder bis Null auslöschen. Um im übrigen die Wege der beiden Strahlen optisch einander gleich zu machen, ist die Platte b eingeschaltet. Der letztere der beiden Strahlen ist nämlich dreimal durch a gegangen, der erstere nur zweimal, daher die Einschaltung von b. Die Differenz der Weglängen beider interferierenden Strahlen kann nun durch Verschieben des Spiegels S_2 vermittels einer Mikrometerschraube geändert werden, und zwar wird, wenn der Spiegel um eine halbe Wellenlänge verschoben wird, der doppelte Weg des Lichtstrahls demnach um eine ganze Wellenlänge geändert ist, das Licht im Fernrohr von Dunkelheit zu Dunkelheit durch Helligkeit, oder von Helligkeit zu Helligkeit durch Dunkelheit gewechselt haben. Bei fortgesetztem Verschieben des Spiegels wird also ein ständiger Wechsel zwischen Helligkeit und Dunkelheit eintreten. Man braucht demnach nur die Zahl dieses periodischen Wechsels zu zählen und gleichzeitig die Verschiebung des Spiegels zu messen, um aus beiden Daten die Länge der betreffenden Welle zu erhalten. Je größer die zu messende Strecke ist, um so geringer werden die unvermeidlichen Messungsfehler ins Resultat eingehen, um so genauer werden die absoluten Wellenlängen bestimmt. Bei homogenem Lichte kann man hierin sehr weit gehen, so ist es z. B. gelungen unter Benutzung von Natriumlicht Verschiebungen bis zu 400000 Wellenlängen zu messen.

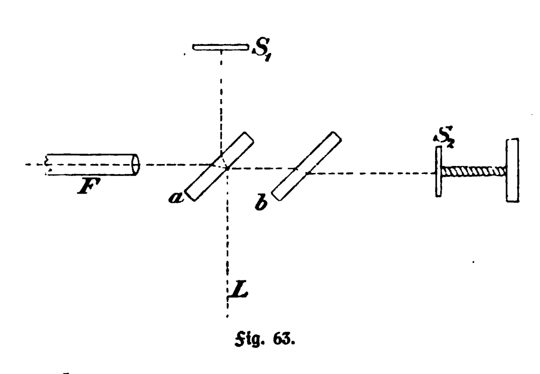


Fig. 63.

Man kann übrigens Lichtinterferenzen auf verschiedenen Wegen erzeugen, und es lassen sich daher nach obigem Prinzipe unter Benutzung verschiedener Methoden absolute Wellenlängen ermitteln. Die beste dieser Methoden ist von Fabry und Perot angegeben und benutzt worden. Zwei

versilberte, möglichst ebene Glasflächen werden in einem gewissen Abstande von einander parallel zu einander justiert. Die Genauigkeit der Resultate hängt wesentlich von der Exaktheit der Parallelstellung der beiden Flächen ab, wofür besonders empfindliche Prüfungen notwendig sind. Ein schräg zwischen die beiden Flächen einfallender monochromatischer Lichtstrahl wird nun abwechselnd von den Flächen reflektiert und interferiert nachher mit dem ursprünglichen Strahl, so daß in dem Beobachtungsfernrohr kreisförmige Interferenzringe entstehen. Diese Interferenzringe besitzen je nach der Wellenlänge des Lichts einen verschiedenen Durchmesser, so daß bei Verwendung zweier homogener Lichtstrahlen von verschiedener Wellenlänge periodische Koinzidenzen zwischen den Interferenzringen der beiden Ringsysteme entstehen. Aus der Zählung der Ringe und ihrem Zusammentreffen, resp. der Messung ihrer Durchmesser, läßt sich nun die Wellenlänge der benutzten Strahlen berechnen. Die Genauigkeit, welche nach dieser Methode Fabry und Perot erhalten haben, übertrifft alle bisherigen beträchtlich, so daß durch sie die absolute Wellenlängenbestimmung durch Diffraktionsgitter vollständig verdrängt worden ist.

Der Begründer der Spektralanalyse, Kirchhoff, hatte die Spektrallinien, z. B. diejenigen, welche sich im Sonnenspektrum zeigen, noch in einer willkürlichen Skala angegeben, die allein zu dem speziellen Instrumente, welches er benutzte, Beziehung besaß. Erst Ångström erkannte, daß die Wellenlänge der verschiedenen Linien ein Naturmaß sei, unveränderlich und unabhängig von Apparat und Lichterzeugung — letzteres übrigens, wie wir später sehen werden, nur in beschränkter Weise —, und er war der erste, der diese Wellenlängen in großem Umfange ermittelte und in die Praxis einführte. Nach ihm sind von zahlreichen Gelehrten die Wellenlängenmessungen mit immer besseren Hilfsmitteln und entsprechend genaueren Resultaten wiederholt worden, so daß man z. B. eine ganze Anzahl von verschiedenen „Wellenlängensystemen" zur Verfügung hat. Welche Genauigkeit hierbei erzielt worden ist, bis zu neuerer Zeit, lehrt am besten die folgende kleine Übersicht über die in den verschiedenen Systemen ermittelte Wellenlänge der Natriumlinie D_1 (in Zehnmillionteln eines Millimeters).

1868	Ångström	5895,13
	Thalén	5895,89
1886	Müller u. Kempf	5896,25
1887	Kurlbaum	5895,90
1887	Bell	5896,08
1888	Peirce	5896,20
1888	Bell	5896,18
1888	Bell (Rowland)	5896,20

Bei den neuesten Wellenlängenbestimmungen nach den Interferenzmethoden ist nicht die D_1-Linie zugrunde gelegt worden; die Resultate sind aber noch wesentlich genauer als die hier angeführten.

Die Frage, welches dieser Systeme den Vorzug verdient, ist natürlich für die Physik und Astrophysik von hoher Bedeutung; zurzeit ist eine Entscheidung hierüber noch nicht getroffen. Für ein Werk, welches wie das vorliegende nicht wissenschaftliche Forschung zum Ziele hat, ist aber bei der nahen Übereinstimmung der verschiedenen Systeme diese Entscheidung nicht von Wichtigkeit; es sei daher nur erwähnt, daß alle Wellenlängenangaben in diesem Buche auf dem sogenannten Rowlandschen System der Preliminary Tables beruhen, welches jetzt das gebräuchlichste ist.

Die Reflexgitter. Wie schon angegeben, sind die Diffraktionsspektra, welche durch Glasgitter erzeugt werden, ziemlich lichtschwach, so daß sie nur bei sehr hellen Lichtquellen benutzt werden können. Eine allgemeinere Anwendung derselben auch zu anderen Zwecken als der absoluten Wellenlängenbestimmung, als Ersatz der Prismen, ist daher nicht möglich. Man hatte indessen schon bald gefunden, daß die Diffraktionsspektra sehr viel heller werden, wenn man statt der durchsichtigen Gitter undurchsichtige, aber reflektierende verwendet. Zuerst wurden dieselben durch Einritzen feiner Striche auf einer versilberten und polierten Glasplatte hergestellt, und man hat hierbei schon große Vollkommenheit erreicht. Bisher in jeder Beziehung unübertroffen sind aber die Rowlandschen Gitter, welche mit einer besonderen Maschine auf poliertem Spiegelmetall gezogen werden. Dieselben enthalten bis zu 6000 Linien auf das Zentimeter und geben sehr lichtstarke Spektra bei gewaltiger Dispersion und vorzüglicher Schärfe der Spektrallinien. Sie haben infolge dessen bei allen Aufgaben, die nur mit starker Dispersion gelöst werden können, die Prismen vollständig verdrängt.

Es ist nun besonders interessant, daß gerade eine bei diesen Reflexgittern zuerst in die Erscheinung getretene fehlerhafte Eigenschaft sich zu einem großen Vorzug entwickelt hat. Wie wir gesehen haben, nimmt die Helligkeit der Spektra mit zunehmender Ordnung, also auch zunehmender Dispersion stark ab. Man wendet aber gerade die Gitter zur Erzielung starker Dispersion an, arbeitet also mit den höheren lichtschwachen Ordnungen. Einzelne Rowlandsche Gitter zeigten nun die Erscheinung, daß die Spektra auf der einen Seite des Spaltbildes viel heller waren, als auf der anderen, ja daß das Spektrum einer höheren Ordnung zuweilen heller war, als das einer niedrigeren. Die theoretische Untersuchung hat gelehrt, daß diese Anomalien von der Form der Furchen, also von der Gestalt der Diamantspitze, abhängen. Durch Auswahl der Diamantspitzen ist es danach gelungen, Gitter herzustellen, die auf Wunsch in der dritten oder vierten Ordnung der einen Seite die größte Helligkeit geben, bei denen also bei starker Dispersion am wenigsten Licht verloren geht. Man ist hierdurch in den Stand gesetzt, die Reflexgitter auch bei der spektroskopischen Untersuchung lichtschwacher Objekte am Himmel, zugleich unter Anwendung starker Dispersion, benutzen zu können.

Ein sehr wichtiger Fortschritt in der praktischen Spektralanalyse wurde dadurch erzielt, daß es gelang, die Gitter nicht bloß auf ebenen, sondern

auch auf schwach konkaven Spiegeln herzustellen. Ein solches Gitter liefert reelle Spektralbilder auch ohne jegliche Zwischenschaltung von Linsen. Zur Konstruktion eines Konkavgitterspektrographen genügt daher ein Spalt, das Konkavgitter und die photographische Platte. Es findet keinerlei Lichtverlust durch Absorption und Reflexion an den Glasflächen statt, und man kann daher die Spektra bis sehr weit ins Ultraviolett hinein aufnehmen. Mit den fokalen Eigenschaften dieser Konkavgitter ist übrigens ein starker Astigmatismus der Fokalbilder verbunden, der in diesem Falle sehr günstig wirkt. Ist z. B. die Lichtquelle punktförmig, so ist das entstehende Spektrum nicht fadenförmig, sondern verbreitert. Bei ausgedehnten Lichtquellen verschwinden aus der gleichen Ursache die Staublinien vollständig, wodurch die Spektra ein schöneres Aussehen gewinnen. Als ein in jeder Beziehung gelungenes Meisterwerk muß das von Rowland selbst mittels Konkavgitters hergestellte photographische Sonnenspektrum bezeichnet werden, welches bei einer Länge von vielen Metern viele Tausende von Linien enthält.

Siebentes Kapitel.

Spektralanalytische Theorien.

Der Kirchhoffsche Satz und die Kirchhoffsche Funktion. Man kann den Münchener Optiker Fraunhofer als den Begründer der praktischen Spektralanalyse betrachten, zugleich auch schon in ihrer Anwendung auf himmlische Objekte. Bis zur Mitte des vergangenen Jahrhunderts gab es bereits eine große Anzahl von experimentell erworbenen Kenntnissen auf dem Gebiete der Spektralanalyse, deren innerer Zusammenhang jedoch noch durchaus unklar war. Diese Kenntnisse lassen sich kurz folgendermaßen zusammenfassen: Die gebräuchlichen Lichtquellen, wie Kerzen-, Öl-, Gasflammen, lieferten kontinuierliche Spektra, d. h. die Spektra bestanden in einer Aufeinanderfolge der Regenbogenfarben mit ihren zahllosen Übergängen ohne irgend eine Unterbrechung oder Unstetigkeit. Verflüchtigte man dagegen Metallsalze in diesen Flammen, oder in der schwachleuchtenden Spiritus- oder auch Bunsenflamme, so erhielt man einzelne helle Linien, deren Lage bei dem gleichen Stoffe stets dieselbe war, während sie sich bei den verschiedenen Metallen als durchaus verschieden herausstellten. Auch leuchtende oder brennende Gase, wie z. B. die Kohlenwasserstoffe, gaben Spektra mit isolierten Linien oder Bändern. Vollständig hiervon verschieden aber war das Spektrum unserer Sonne, indem das kontinuierliche Spektrum durch eine sehr große Zahl von isolierten dunklen Linien durchzogen war. Ähnliche dunkle Linien zeigten auch die Spektra der Fixsterne, doch erkannte schon Fraunhofer, daß zwar einzelne Sterne ähnliche Linien ergaben wie die Sonne, andere jedoch Spektra lieferten, in denen die Anordnung der Linien ganz anders war.

Die intensiv gelbe Doppellinie, welche die Natriumsalze in den Flammenspektren erzeugen, erwies sich als ihrer Lage nach übereinstimmend mit einer kräftigen dunklen Linie im Sonnenspektrum, die von Fraunhofer mit dem Buchstaben D bezeichnet worden war. Auch war schon bemerkt worden, daß bei der Verdampfung von Natrium im elektrischen Flammenbogen die Natriumlinie nicht bloß hell auftrat, sondern daß in ihrer Mitte häufig eine schwarze Linie zu erkennen war, daß eine Umkehr der hellen Linie in eine dunkle stattfand. Der Zusammenhang zwischen diesen Erscheinungen blieb unklar, obgleich nicht geleugnet werden kann, daß einige Physiker diesen Zusammenhang bereits ahnten, ohne ihn in exakter Form angeben zu können.

Die Klarlegung dieses Zusammenhangs ist in mathematisch-exakter Weise 1857 von dem Physiker Kirchhoff geschehen, und zwar in Form eines Satzes, der, nach seinem Entdecker benannt, das Fundament der ganzen Spektralanalyse bildet. Dieser Kirchhoffsche Satz lautet folgendermaßen: „Für jede Strahlengattung ist das Verhältnis zwischen Emissionsvermögen und Absorptionsvermögen bei derselben Temperatur das gleiche". Bevor wir aber daran gehen können, diesen Satz verständlich zu machen und insbesondere seine Folgerungen abzuleiten — ohne Anwendung von Mathematik eine sehr schwierige Aufgabe — möchten wir versuchen, dies auf einem anderen Wege, nämlich durch Analogien mit den Schallerscheinungen zu erreichen. Bei diesen Darlegungen ist eine teilweise Wiederholung einiger bereits im ersten Teil dieses Buches gegebenen Erklärungen nicht zu vermeiden, im übrigen sei auf diesen Teil speziell verwiesen.

Wenn ein elastischer Körper, z. B. eine Stimmgabel oder eine Glocke, durch einen Schlag in Schwingungen versetzt wird, so teilen sich die letzteren der umgebenden Luft mit und werden häufig auf weite Strecken fortgepflanzt. Treffen diese Schwingungen, die in abwechselnder Verdichtung und Verdünnüng der elastischen Luft bestehen, unser Ohr, so haben wir die Empfindung des Schalles, wir hören einen Ton. Je eine Abwechselung von Verdichtung und Verdünnung nennt man eine Schallwelle, und die verschiedenen Schallwellen können nach zwei Richtungen hin verschieden sein: Je größer der Unterschied zwischen Verdichtung und Verdünnung ist, um so heftiger sind die dadurch hervorgebrachten Stöße auf das Trommelfell des Ohres, um so stärker oder intensiver ist der Ton, ohne aber im übrigen seinen Charakter zu ändern. Je schneller die Schwingungen aufeinander folgen, um so höher erscheint der Ton, je langsamer, um so tiefer. Die Tonhöhe beruht also nur auf der Geschwindigkeit der Schwingungen oder, was dasselbe ist, auf der Länge der Schallwellen. Letzteres läßt sich sehr leicht beweisen. Die Fortpflanzungsgeschwindigkeit des Schalles ist für alle Töne die gleiche von ungefähr 300^{m} in der Sekunde. Wenn das nicht der Fall wäre, so würde man von einer entfernten Musik die hohen Töne früher oder später hören als die tiefen, d. h. es wäre ein Musikstück auf größere Entfernungen hin überhaupt nicht mehr als solches

zu hören, sondern nur noch als ein Durcheinander von Tönen. Wenn demnach bei gleicher Schallgeschwindigkeit die Vibrationen bei den hohen Tönen schneller verlaufen als bei den tiefen, so müssen die entsprechenden Wellen im gleichen Verhältnisse kürzer sein: bei doppelt so viel Schwingungen ist jede Welle nur halb so groß, und wir kommen damit zu der wichtigen Erkenntnis, daß die Tonhöhe allein von der Länge der Wellen abhängt, die Tonstärke allein von der Kraft der Schwingungen. Die Tonempfindung unseres Ohrs ist nun eine beschränkte. Wellen von etwa 30^{m} Länge — 10 Schwingungen in der Sekunde — nimmt das Ohr nicht mehr als Ton wahr, sondern nur noch als einzelne Stöße oder Erschütterungen, die dann auch am ganzen Körper empfunden werden. Wellen von 7 bis 8^{mm} Länge — 40000 Schwingungen in der Sekunde — vermögen ebenfalls keine Schallempfindung mehr hervorzubringen. Zwischen diesen weit auseinander liegenden Extremen liegt das reiche Gebiet der Töne.

Treffen Töne verschiedener Höhe das Ohr gleichzeitig, so kann dies entweder einen angenehmen, harmonischen Eindruck machen oder einen sehr unangenehmen, disharmonischen. Das erstere tritt ein, wenn sich die Längen der Wellen wie möglichst kleine Zahlen verhalten, z. B. 1:2 (Oktave), 2:3 (Quinte) oder bei drei Tönen z. B. im großen Dreiklang 4:5:6. Sehr unangenehm klingt die Vereinigung von Tönen, deren Wellenlängen sich wie größere Zahlen verhalten, z. B. 16:17. Kommen schließlich Töne aller möglichen Wellenlängen zusammen, die dabei sich womöglich noch fortwährend ändern, so entstehen unmusikalische, meist sehr unangenehme Schallempfindungen, die man als Geräusch, Knall usw. bezeichnet.

Wie sind nun die entsprechenden Begriffe und Empfindungen beim Lichte?

Wenn die kleinsten Teile eines Körpers, die Moleküle, durch die Wärme in Schwingungen versetzt werden, so teilen sich die letzteren dem alles durchdringenden Äther mit, dessen kleinste Teilchen, die Ätheratome, ebenfalls in Schwingungen geraten, die sich auf weite Strecken hin fortpflanzen und, wenn sie unser Auge treffen, im Gehirn die Empfindung des Lichtes hervorrufen. Diese Schwingungen bestehen aber nun nicht, wie beim Schalle, in abwechselnder Verdichtung oder Verdünnung der Luft, sondern in einem Hin- und Herschwingen der Ätheratome, senkrecht zur Fortpflanzungsrichtung des Lichts, genau entsprechend der Bewegung der Wasserteilchen bei den Wasserwellen, und man bezeichnet wie bei diesen je einen Wellenberg mit je einem Wellental als Welle. Je stärker die Schwingungen sind, d. h. je höher der Wellenberg und je tiefer das Wellental ist, um so intensiver ist die Lichtwirkung auf das Auge, um so heller erscheint uns der lichtaussendende Körper. Der Tonempfindung bei den Schallwellen entspricht nun die Farbenempfindung bei den Lichtwellen. Je schneller die Schwingungen erfolgen, oder, was wieder dasselbe ist, je kürzer die Wellen sind, eine um so „höhere" Farbe sehen wir, d. h. um so mehr nähert sich unsere Lichtempfindung dem Violett, je länger die Wellen sind, um so mehr nähert sich die Farbenempfindung dem Rot.

Wie dem Ohre bei den Schallempfindungen sind auch dem Auge bei den Lichtempfindungen Grenzen gesetzt. Lichtwellen oberhalb einer gewissen Länge und unterhalb einer gewissen anderen Länge äußern keine Wirkung mehr auf das Auge. Die Verhältnisse liegen hierbei folgendermaßen. Die Lichtgeschwindigkeit beträgt für alle Wellenlängen 300000 km in der Sekunde, das ist gerade eine Million mal so schnell als die Fortpflanzung des Schalles. In einem ähnlichen Verhältnisse hat auch die Geschwindigkeit der Vibrationen zugenommen, rotes Licht entsteht durch etwa 430 Billionen Schwingungen, violettes durch etwa 770 Billionen Schwingungen in der Sekunde; die entsprechenden Wellenlängen sind 0,0007 und 0,0004 mm. Diese kaum noch begreiflich kleinen Wellen treffen im Auge auf die Endfasern des Sehnerven, erregen dieselben und erzeugen im Gehirn die Empfindung des Lichts. Gegenüber dem großen Intervall, welches beim Ohre zwischen den extremen Schwingungen liegt, ist für das Auge dieses Intervall sehr klein, es umfaßt kaum eine Oktave. Diese Oktave aber schließt alle Farbenempfindungen in sich ein und zwar in der bekannten Reihenfolge der Regenbogenfarben: Rot, Orange, Gelb, Grün, Blau und Violett, mit den zahllosen Übergängen zwischen diesen Hauptfarben und ihren Mischungen die enorme Farbenmannigfaltigkeit der Natur erzeugend.

Die jenseits der Empfindungsgrenzen des Auges gelegenen Strahlen können auf andere Weise noch zur Wirksamkeit gebracht werden. Die kürzeren Wellenlängen, die dem sogenannten Ultraviolett angehören, zeichnen sich durch besonders kräftige chemische Wirkungen aus; sie sind diejenigen, welche wesentlich die photographischen Prozesse hervorrufen. Die längeren Wellenlängen, dem Ultrarot angehörig, besitzen vornehmlich Wärmewirkungen; sie können leicht durch die Gefühlsnerven der Haut oder durch das Thermometer nachgewiesen werden. Geht man in dieser Richtung immer weiter, bis man schließlich zu Wellenlängen gelangt, die in ihren Dimensionen den Schallwellen entsprechen, so betritt man das erst in der jüngsten Zeit aufgedeckte Gebiet der elektro-dynamischen Wellen, durch welches eine vollständige Umwälzung unserer Ansichten über das Wesen der Elektrizität bedingt worden ist.

Sendet ein Körper Strahlen verschiedener Wellenlängen aus, so erhalten wir Mischfarben, entsprechend den Akkorden der Musik, wobei aber der große Unterschied auftritt, daß man nicht allgemein von harmonischen oder disharmonischen Mischungen sprechen kann. Es hängt ganz von den Objekten ab, ob Mischungen schön erscheinen oder nicht. Farben, die in einem türkischen Teppichmuster unser Gefallen erregen oder im Regenbogen uns entzücken, berühren uns häufig unangenehm, wenn sie bei Kleiderstoffen angewendet werden. Je mehr verschiedene Farben gemischt werden, um so einförmiger wird das Resultat, die Mischung nähert sich immer mehr einem reinen lichten Grau, bis schließlich bei der Mischung der Strahlen von allen verschiedenen Wellenlängen das reine Weiß entsteht. Weiß ist also für das Auge annähernd dasselbe, wie das Geräusch oder der Knall für das Ohr.

Bekanntlich können alle chemischen Elemente und auch viele ihrer Verbindungen in drei sogenannten Aggregatzuständen vorkommen, dem festen, dem flüssigen und dem dampfförmigen. Der Hauptfaktor, der den Aggregatzustand bedingt, ist die Temperatur, in dem Sinne, daß die meisten Stoffe mit steigender Temperatur die drei Aggregatzustände in der eben angegebenen Reihenfolge passieren. Das einfachste und bekannteste Beispiel hierfür bietet das Wasser. Bei einer Temperatur von unterhalb 0° ist es als Eis ein fester Körper, zwischen 0° und 100° ist es als Wasser flüssig, oberhalb 100° ist es im allgemeinen als Wasserdampf gasförmig. — Wohlbemerkt gilt dies nur für den normalen Luftdruck an der Erdoberfläche, mit wechselndem Luftdruck ändern sich auch diese Zahlen; es genügt aber, vorläufig nur den Temperatureinfluß zu berücksichtigen. — Wird nun die Temperatur immer mehr und mehr gesteigert, so bleibt zwar der Wasserdampf immer gasförmig; aber bei einer gewissen hohen Temperatur hört er plötzlich auf, Wasserdampf zu sein; er zerfällt in seine chemischen Elemente, in Wasserstoff und Sauerstoff, die dann trotz ihrer chemischen Verwandtschaft nebeneinander in Mischung bleiben. Dieser Zerfall in die Grundstoffe tritt bei allen chemischen Verbindungen endlich ein, und man kann annehmen, daß oberhalb einer Temperatur von etwa 5000° überhaupt keine chemischen Verbindungen mehr existieren können.

Die inneren Zustände eines Körpers je nach seinem Aggregatzustande sind nun von ganz wesentlicher Bedeutung für die Theorie der Spektralanalyse. Im festen Zustande müssen die kleinsten Teile des Körpers, die Moleküle, infolge ihrer gegenseitigen Anziehung in einem recht festen Zusammenhange miteinander stehen, sonst wäre ja die Festigkeit der Körper, die sich in ihrem passiven Widerstande gegen Lagenveränderungen durch äußere Eingriffe dokumentiert, gar nicht möglich. Dabei sind sie aber keineswegs starr miteinander verbunden, wie das Glühen der festen Körper lehrt, welches ja in weiter nichts als einer schwingenden Bewegung der Moleküle besteht, die sich auf die Ätheratome überträgt.

Im flüssigen Aggregatzustande ist der innige Zusammenhang der Moleküle bereits wesentlich gelockert; sie hängen noch eben zusammen, aber so wenig, daß sie den geringsten äußeren Eingriffen gegenüber sofort ausweichen, daher hat ein flüssiger Körper keine bestimmte äußere Gestalt. Zuweilen vollzieht sich der Übergang vom festen in den flüssigen Zustand mit steigender Temperatur so allmählich, daß eine bestimmte Grenze zwischen beiden gar nicht mehr angegeben werden kann; ein charakteristisches Beispiel hierfür bietet das gewöhnliche Bienenwachs.

Im gasförmigen Zustande endlich hat die Verbindung zwischen den einzelnen Molekülen gänzlich aufgehört; sie sind nunmehr weit voneinander entfernt, wie der Umstand lehrt, daß im gasförmigen Zustande ein Körper außerordentlich viel mehr Raum einnimmt als im festen oder flüssigen. Die Moleküle bewegen sich mit großer Geschwindigkeit in geraden Richtungen, bis sie aufeinanderstoßen oder gegen die Wand eines Gefäßes

prallen. Je höher die Temperatur wird, um so heftiger werden ihre Bewegungen, um so stärker ihr Anprall an die Gefäßwände, was sich als der allgemeine Gasdruck äußert, der gewaltige Beträge annehmen kann, wie z. B. im Dampfkessel oder gar im Momente des Schusses in einer Kanone.

Wir wollen nun untersuchen, wie sich diese Verschiedenheiten der Aggregatzustände in dem Lichte der leuchtenden (glühenden) Körper äußern werden.

Ein Gegenstand, der nicht frei schwingen kann, z. B. eine fest aufgeschraubte Tischplatte, kann, wenn er durch einen Stoß in Schwingungen versetzt wird, nicht eine bestimmte Schwingung ausführen, seine verschiedenen Teile werden in ganz regelloser Weise allen möglichen Schwingungen unterworfen sein. Es resultiert dabei also kein Ton von irgend einer bestimmten Höhe, sondern alle möglichen Töne erklingen gleichzeitig, es erfolgt ein Geräusch. Genau Entsprechendes tritt bei der Erzeugung von Licht bei festen Körpern ein. Die Moleküle schwingen, aber sie stören sich fortwährend gegenseitig, so daß alle möglichen Schwingungsarten und damit Lichtstrahlen von allen möglichen Wellenlängen entstehen: das weiße Licht. Im Spektroskop wird dasselbe in das kontinuierliche Spektrum zerlegt, daher der Satz: Das Spektrum glühender fester Körper ist ein kontinuierliches. Da alle festen Körper sich so verhalten, so geben sie auch alle kontinuierliche Spektra, die sich kaum merklich voneinander unterscheiden, gleichgültig, ob der glühende Körper von Stein oder Metall, ob von Eisen oder Gold ist. Beim flüssigen Aggregatzustande ist ebenfalls der Zusammenhang der Moleküle ein noch zu großer, als daß sie frei schwingen könnten, auch die flüssigen Körper geben alle ein kontinuierliches Spektrum. Als ersten Satz der Spektralanalyse können wir daher folgenden aufstellen:

1. Gibt ein leuchtender Körper im Spektroskop ein kontinuierliches Spektrum, so rührt das Licht von einem glühenden festen oder flüssigen Körper her; aus welchen chemischen Elementen der Körper besteht, läßt sich nicht erkennen.

Wir werden gleich erfahren, daß dieser Satz noch einer gewissen Einschränkung bedarf, die aber, wie es scheint, für die Anwendung der Spektralanalyse auf die Himmelskörper nicht von Bedeutung ist.

Ganz anders wird sich nun ein glühendes Gas verhalten, dessen Moleküle fast frei pon gegenseitiger Störung schwingen können. Sie werden ganz bestimmte Schwingungen ausführen, immer von der gleichen Zeitdauer, wie das frei schwingende Pendel einer Uhr oder wie eine Stimmgabel, und wie bei letzterer immer ein und derselbe Ton resultiert, werden beim leuchtenden Gase auch immer Lichtstrahlen von derselben Wellenlänge oder Farbe entstehen. Wie von der Größe der Stimmgabel die Höhe des Tons abhängt, so wird hier die Wellenlänge von den physikalischen Eigenschaften der Moleküle abhängen, d. h. die verschiedenen Elemente werden im Gegensatze

zum Verhalten im festen oder flüssigen Zustande im gasförmigen Zustande Licht von verschiedenen Wellenlängen aussenden.

Im allgemeinen senden nun die elastischen Körper, wenn sie tönen, keineswegs wie die Stimmgabel nur einen Ton aus, sondern manchmal eine ganze Reihe von Tönen, von denen allerdings einer immer vorherrscht. Von dem Mitklingen der anderen Töne hängt die Klangfarbe ab, dadurch können die Töne von sonst gleicher Höhe bei den verschiedenen Musikinstrumenten unterschieden werden, wie des näheren auf S. 18 auseinandergesetzt ist. Etwas ähnliches finden wir auch bei der Lichtaussendung der glühenden Gase; auch hierbei vermögen die Moleküle meist mehrere Schwingungen auszuführen, unter Umständen sogar sehr viele, wie z. B. beim Eisendampfe, der mehrere Tausende von verschiedenen Schwingungen gleichzeitig aussendet.

Wie sich ein solches Licht nun im Spektroskop verhält, ist vollständig klar. Jede verschiedene Schwingung erzeugt im Spektroskop ein besonderes Spaltbild oder helle Linie, deren Farbe von der Wellenlänge der betreffenden Schwingung abhängt; das Spektrum wird also aus isolierten hellen Linien bestehen. Wie nun das Ohr aus der Klangfarbe das tönende Instrument erkennen kann, so kann das Auge im Linienspektrum die Art des leuchtenden Gases erkennen. Zahl und Stellung der Linien ist charakteristisch für jedes einzelne chemische Element und für seine Verbindungen. Wir kommen hiermit zum zweiten Satze der Spektralanalyse:

2. Gibt ein leuchtender Körper im Spektroskop ein Spektrum, welches aus isolierten hellen Linien besteht, so befindet sich der leuchtende Körper im gasförmigen Aggregatzustande. Die chemische Natur der Gase läßt sich aus der Zahl und der Stellung der Linien im Spektrum mit völliger Sicherheit erkennen.

Der Weg zum dritten Satze der Spektralanalyse ist nun ein etwas schwierigerer, doch werden wir ihn mit Hilfe der entsprechenden Vorkommnisse bei Schallschwingungen überwinden können.

Körper, die nur in einer bestimmten Weise schwingen können, wie z. B. Stimmgabeln, können zum Schwingen resp. Tönen gebracht werden, auch ohne eine direkte mechanische Einwirkung durch Schlag oder Streichen mit einem Bogen, nämlich durch Tonschwingungen selbst. Diese Erregung des Tönens beruht auf dem Prinzipe der Resonanz, welches folgendermaßen klargelegt werden kann. Denken wir uns als Beispiel eine Stimmgabel, die genau 400 Schwingungen in der Sekunde ausführen kann, die sich aber zunächst in Ruhe befindet. Es mögen nun Tonwellen zu dieser Stimmgabel gelangen, die genau 500 Schwingungen in der Sekunde besitzen. Die erste dieser Schwingungen wird auf die Stimmgabel wie ein leichter Stoß wirken, so daß sie in die ihr allein möglichen Schwingungen von 400 in der Sekunde versetzt wird. Bei der ersten Schwingung wird natürlich die Stimmgabel in der Richtung des ersten Schallstoßes ausgewichen sein, ebenso wird die fünfte ankommende Schallwelle in der Stoßrichtung wieder mit der

vierten Schwingung der Stimmgabel zusammentreffen; dazwischen aber findet ein genaues Zusammentreffen natürlich nicht statt, ja in der Mitte, also bei $2\frac{1}{2}$ Schwingungen, wird die Stoßrichtung der ankommenden Welle gerade derjenigen der Stimmgabel entgegengesetzt gerichtet sein, so daß sie sich genau aufheben. Die Stimmgabel kann also durch diese Schallwellen gar nicht in dauernde Schwingungen versetzt werden. Ganz anders aber ist die Sachlage, wenn der ankommende Ton auch genau 400 Schwingungen in der Sekunde ausführt, oder mit anderen Worten, wenn ein Ton die Stimmgabel erreicht, der ihrem eigenen Tone genau entspricht. Dann treffen die Stoßrichtungen stets zusammen, jeder neue Wellenstoß verstärkt die Wirkung des vorhergehenden: die Stimmgabel wird in kräftige Schwingungen geraten. Diese Erfahrung wird jeder Klavierspieler schon häufig zu seinem Ärger gemacht haben. Sobald irgend ein Teil am Klavier sich gelockert hat, z. B. ein Kerzenleuchter, oder wenn eine Fensterscheibe in ihrer Fassung lose sitzt, rasseln diese Gegenstände in unleidlicher Weise beim Spielen mit, aber, wie man sich leicht überzeugen kann, nicht beständig, sondern nur bei einem bestimmten Tone; das ist dann stets der Ton, der der Eigenschwingung der Fensterscheibe oder des Kerzenleuchters entspricht.

Da nun zur Erregung von Schwingungen eine gewisse Kraft erforderlich ist, die in diesem Falle aus den ankommenden Tonschwingungen genommen wird, so büßen diese letzteren natürlich an Kraft ein, d. h. der die Schwingungen erzeugende Ton wird schwächer. Auch dieser für unsere Betrachtungen so überaus wichtige Punkt läßt sich experimentell nachweisen.

Man denke sich zwei Räume durch eine unelastische Wand, z. B. eine dicke Filzwand, getrennt, so daß Töne, die in dem einen Raume erzeugt werden, in dem andern nicht gehört werden können. In dieser Wand befinde sich eine Öffnung, die zum größten Teile durch eine dünne elastische Metallzunge geschlossen ist, etwa nach Art der Zungen bei einer Harmonika. Befindet man sich in der Nähe dieser Öffnung, so wird man die Töne im Nebenraume ganz gut hören. Sobald aber der Ton angeschlagen wird, der der Metallzunge entspricht, wird letztere sichtbar in Schwingungen geraten und gleichzeitig wird der betreffende Ton merklich geschwächt, eventuell sogar unhörbar, und in der Reihe der Töne wird daher gerade dieser Ton fehlen, er ist gleichsam absorbiert. Würde man in der Öffnung mehrere Zungen von verschiedener Tonhöhe anbringen, so würden gerade die entsprechenden Töne in der Tonreihe fehlen.

Dieses akustische Experiment läßt sich nun ohne weiteres auf die Lichtwellen übertragen. Der Reihe der Töne entspricht das kontinuierliche Spektrum, herrührend von irgend einem glühenden festen oder flüssigen Körper. Der Stimmgabel oder den Metallzungen entspricht ein glühendes Gas, von dem wir ja kennen gelernt haben, daß es nur einzelne bestimmte Lichtschwingungen aussendet, die im Spektroskop die hellen Linien erzeugen. Das obige Experiment entspricht also der folgenden Anordnung: Das von einem glühenden festen Körper ausgesandte weiße Licht wird durch ein

glühendes Gas geschickt und alsdann im Spektroskop untersucht. Die meisten Lichtstrahlen der verschiedenen Schwingungsdauer werden das Gas ungehindert passieren und ein kontinuierliches Spektrum erzeugen; aber gerade die Lichtstrahlen, deren Schwingungen den Eigenschwingungen des Gases entsprechen, werden letztere anregen, dabei selbst aber an ihrer Stärke Einbuße erleiden oder sogar gänzlich ausgelöscht werden, mithin im Spektrum fehlen. Wo aber Licht fehlt, ist Dunkelheit; die fehlenden Stellen im Spektrum erscheinen daher als dunkle Linien, die nun genau an der Stelle sich befinden, an denen helle Linien aufgetreten wären, wenn das Licht des glühenden Gases allein ins Spektroskop gelangt wäre.

Ganz so einfach, wie bis jetzt dargestellt, liegen die Verhältnisse aber doch nicht, weil ja das glühende Gas selbst Schwingungen aussendet, die wir bisher unberücksichtigt gelassen haben. Wir müssen deshalb noch einmal zu dem akustischen Experiment zurückkehren und dasselbe noch etwas modifizieren. Zu diesem Zwecke wollen wir uns vorstellen, es sei auf irgend einem Wege erreicht, z. B. durch beständiges Anblasen, daß die Metallzungen bereits Schwingungen ausführten, also tönten, auch ohne daß sie durch die Tonwellen erregt werden. Es würde dann folgendes eintreten. Die betreffenden Töne werden jetzt ständig schwach gehört; so lange aber diese Töne schwächer sind, als die aus dem Nebenraum hinausdringenden, werden letztere durch Abgabe ihrer Kraft noch merklich geschwächt werden gegenüber den anderen Tönen. Sollten aber die Schwingungen der Metallzungen schon so stark sein, daß die dadurch erzeugten Töne überhaupt kräftiger sind, als die aus dem Nebenraum kommenden, dann wird man sie natürlich auch stets stärker hören, als die anderen, das Experiment ist also in diesem Falle überhaupt nicht zu machen.

Genau das Entsprechende findet nun wieder beim Lichte statt, und läßt sich hierbei sogar noch viel präziser ausdrücken, da die Stärke der Lichtschwingungen, wie wir gesehen haben, allein von der Höhe der Temperatur abhängt. Das Experiment mit den dunklen Linien gelingt also nur so lange, als die Eigenschwingungen des glühenden Gases schwächer sind als die des durchgehenden Lichtes, oder mit anderen Worten, so lange die Temperatur des Gases niedriger ist als diejenige des glühenden festen Körpers. Wird die Temperatur des Gases höher, so geht seine Lichtaussendung selbständig vor sich, im Spektroskop erblickt man daher ein kontinuierliches Spektrum mit hellen isolierten Linien. Es ist klar, daß bei genau gleicher Temperatur im Gas und im festen Körper weder dunkle noch helle Linien auftreten können, das kontinuierliche Spektrum ist dann allein sichtbar, und von dem Gas ist überhaupt nichts zu merken. Wir sind damit zum dritten Satze der Spektralanalyse gelangt:

3. Gibt ein leuchtendes Objekt ein kontinuierliches Spektrum mit dunklen Linien, so besteht dasselbe aus einem glühenden festen oder flüssigen Körper, der mit einer Gashülle von niedrigerer Temperatur umgeben ist. Die Natur des Gases ist genau wie bei Satz 2 zu ermitteln. —

Ein kontinuierliches Spektrum mit hellen Linien deutet auf die gleiche Konstitution, nur ist dann die Temperatur der Gashülle höher als die des festen Körpers.

Mit Hilfe der drei spektralanalytischen Sätze lassen sich nun die Hauptaufgaben der Spektralanalyse lösen: die Trennung des gasförmigen Aggregatzustandes von den beiden anderen und die Erkennung der chemischen Elemente oder Verbindungen, sofern sie sich im glühenden gasförmigen Zustande befinden. Es kann noch ein vierter Satz aufgestellt werden, der weiteren wichtigen Aufschluß über den physikalischen Zustand eines glühenden Gases gewährt.

Es war vorhin der Einfachheit halber gesagt worden, daß eine Stimmgabel oder eine Metallzunge nur dann zum Mitschwingen oder zur Resonanz veranlaßt werden kann, wenn der erregende Ton ganz genau die gleiche Schwingungszahl besitzt wie die Stimmgabel. Man wird leicht einsehen, daß dies nicht ganz streng richtig ist, daß vielmehr auch schon merkliche Schwingungen erregt werden, wenn die erregenden Schwingungen nur sehr nahe von gleicher Dauer sind, wenn z. B. in dem obigen Beispiele der ankommende Ton 401 Schwingungen in der Sekunde besäße. Es würden ja dann bis zu etwa 100 Schwingungen noch Verstärkungen stattfinden, und erst nach 200 Schwingungen würde die Gegenwirkung beginnen. Ja es findet direkt eine Beeinflussung der Schwingungsdauer der Stimmgabel statt, sie macht alsdann auch 401 Schwingungen statt 400 in der Sekunde, und das um so eher, je stärker die erregenden Schwingungen sind.

Auch hier zeigt sich wieder ähnliches bei den Lichtwellen. Wenn die Schwingungen nicht heftig sind, also bei verhältnismäßig niedriger Temperatur, und wenn die glühenden Gase recht dünn sind, senden sie tatsächlich nur Licht von einzelnen, ganz bestimmten Wellenlängen aus: die Linien im Spektrum sind absolut scharf. Werden aber infolge von Temperaturerhöhungen die Schwingungen heftiger, oder wird der Druck des Gases verstärkt, so werden auch die zunächst liegenden Schwingungen mit erregt, und dies greift immer weiter, je mehr die erwähnten Faktoren verstärkt werden. Wenn die benachbarten Schwingungen hervorgerufen werden, so kann sich das im Spektroskop nur darin äußern, daß es auch unmittelbar neben den hellen Linien hell zu werden beginnt, d. h. die Linien werden breiter, und da die Wirkung natürlich geringer für die weiter abliegenden Schwingungen oder Wellenlängen ist, als für die unmittelbar benachbarten, so ist das Leuchten daselbst geringer als bei den letzteren, d. h. die Linien werden gleichzeitig auch verwaschen. Besonders durch Verstärkung des Gasdruckes läßt sich die Erscheinung so weit treiben, daß die einzelnen Linien ineinander fließen, schließlich sogar von einem Gase ein kontinuierliches Spektrum entstehen kann. Das ist auch durchaus plausibel, da ja bei stärkerem Drucke die Gasmoleküle immer näher zusammengedrängt werden, sich in ihren Bewegungen gegenseitig immer mehr behindern, bis schließlich im Gase ein ähnlicher Zustand herrscht wie in einem festen oder flüssigen Körper.

Die gleiche verbreiternde Wirkung auf die Spektrallinien wie Temperatur- und Druckerhöhung hat auch bei gleichbleibendem Druck eine Vermehrung der Gasschichtendicke. Der Grund hierfür läßt sich ohne mathematische Behandlung aber nicht ableiten, auch fehlt hier das Analogon bei den Schallwellen.

Aus dem zweiten und dritten Satze hatten wir erkannt, daß zwischen der Lichtaussendung (Emission) und der Lichtabsorption in Gasen genau das umgekehrte Verhältnis stattfindet, woraus ja die Identität von hellen und dunklen Linien resultierte. Das Gleiche findet auch für die vorstehenden Betrachtungen statt; sind die Verhältnisse in einem glühenden Gase so, daß es helle, breite und verwaschene Linien gibt, so werden auch, wenn weißes Licht von einem heißeren Körper durch dieses Gas hindurchgeht, die entstehenden schwarzen Linien breit und verwaschen, und wir können nunmehr den vierten Satz der Spektralanalyse formulieren:

4. Sind in einem Spektrum die hellen oder die dunklen Linien breit und verwaschen, so folgt hieraus, daß das betreffende Gas entweder sich in sehr hoher Temperatur befindet, oder daß es unter starkem Drucke steht, oder daß es in einer ungewöhnlich dicken Schicht vorkommt, oder schließlich, daß mehrere dieser Ursachen gleichzeitig vorliegen.

Es wird von diesen Sätzen in den folgenden Kapiteln ausgiebiger Gebrauch gemacht werden; sie stellen die Gesamtlehre der Spektralanalyse dar, sofern sie zur Ermittelung des chemisch-physikalischen Zustandes der Himmelskörper verwendet werden soll.

Im vorstehenden ist versucht worden, dasjenige verständlich zu machen, was durch die Arbeiten Kirchhoffs streng mathematisch bewiesen worden ist und in dem zu Anfang dieser Betrachtungen angeführten Kirchhoffschen Satze gipfelt. Nachdem nun die Zwecke und Ziele der theoretischen Spektralanalyse klargelegt sind, wird das Verständnis für die physikalischen, exakten Folgerungen aus dem Kirchhoffschen Satze erleichtert sein. Ganz ohne Anwendung mathematischer Entwicklungen ist das aber nicht möglich, wenngleich sie naturgemäß auf das Minimum beschränkt sind; für diejenigen, welche diesen Entwicklungen zu folgen nicht imstande sind, muß das vorstehende genügen.

Die zum Verständnisse des Kirchhoffschen Satzes notwendigen Grundbegriffe sind bereits im ersten Abschnitt klargestellt worden. Es sollen für diese Grundbegriffe hier nur noch die folgenden Bezeichnungen eingeführt werden:

Unter der Temperatur t ist stets die auf den absoluten Nullpunkt bezogene zu verstehen, der um 273° niedriger liegt als der Null- oder Eispunkt des Celsius-Thermometers.

Die Länge der Lichtwelle wird allgemein mit λ bezeichnet. Soll sie bestimmter definiert werden, so geschieht dies durch einen angehängten Index, z. B. $\lambda_1, \lambda_2 \ldots \lambda_n$. Soll sie für eine bestimmte Temperatur an-

gegeben sein, so wird ein t angehängt, also λ_t. Es können aber auch zwei Indices vorkommen, z. B. $\lambda_{1,t}$ würde besagen, daß die bestimmte Wellenlänge λ_1 bei der Temperatur t gemeint ist; diese Charakterisierung durch Indices findet entsprechend auch bei anderen Bezeichnungen statt. Das Emissionsvermögen eines Körpers wird mit E bezeichnet, sein Absorptionsvermögen mit A. Beim absolut schwarzen Körper ist, wie wir kennen gelernt haben, das Absorptionsvermögen das denkbar größte, nämlich 1. Das Emissionsvermögen für den schwarzen Körper soll mit e bezeichnet und dadurch von dem Emissionsvermögen anderer Körper unterschieden werden.

Es ist sehr wichtig, zu beachten, daß der Kirchhoffsche Satz nur für reine Temperaturstrahlung gilt, so daß auch seine Folgerungen nur hierfür angewandt werden dürfen. Unter Temperaturstrahlung aber ist eine solche Strahlung zu verstehen, deren Intensität, abgesehen vom Emissionsvermögen, allein von der Temperatur abhängt. Bekanntlich gibt es eine ganze Reihe von Strahlungsarten, die diese Bedingung nicht erfüllen, z. B. die Strahlung, die bei Einwirkung der Röntgenstrahlung von einem Bariumplatincyanürschirm ausgesendet wird, oder das Nachleuchten der Schwefelverbindungen von Kalzium, oder die Lichterscheinungen bei Leuchtkäfern und Leuchtbakterien. Alle diese Strahlungsarten müssen bei unseren Betrachtungen ausgeschlossen werden.

Der Satz handelt nur von dem Verhältnis von Absorption und Emission; er gibt nicht den geringsten Aufschluß über die absoluten Beträge dieser beiden physikalischen Begriffe, es kann also nur immer der Bruch $\frac{E}{A}$ auftreten. Unter Ausschluß der oben angegebenen Fälle ist der Satz von außerordentlicher Allgemeinheit, er gilt für alle festen, flüssigen und gasförmigen Körper, gleichgültig ob dieselben reine Elemente sind oder komplizierte chemische Verbindungen. Die Aussage, daß das Verhältnis $\frac{E}{A}$ für alle Körper dasselbe sei, gilt aber nur, wenn man dabei eine bestimmte Temperatur und eine bestimmte Wellenlänge im Auge hat, es müßte also geschrieben werden $\frac{E_{\lambda,t}}{A_{\lambda,t}}$. So ist es z. B. nicht gestattet, den Kirchhoffschen Satz anzuwenden, wenn man die Emission eines Körpers bei einer gewissen Temperatur untersucht hat, seine Absorption aber bei einer anderen Temperatur. Ebenfalls läßt er sich nicht ohne weiteres benutzen, wenn man z. B. die Emission der roten Strahlen bestimmt hat, dagegen die Absorption nur für die grünen Strahlen ermitteln konnte.

Wir wollen nun den Wert des Verhältnisses von Emission zu Absorption ganz allgemein mit J bezeichnen, also $\frac{E}{A} = J$ setzen; wir wissen dann, daß bei allen Körpern für irgend eine bestimmte Temperatur und Wellenlänge dieses J eine Konstante ist, nämlich $J_{\lambda,t} = \frac{E_{\lambda,t}}{A_{\lambda,t}}$. Für andere Werte

der Temperatur und Wellenlänge hat J natürlich einen anderen Wert, der aber von nichts weiterem abhängt als von der Temperatur und Wellenlänge. Es ist also J ganz allgemein eine Funktion von Wellenlänge und Temperatur oder $J = f(\lambda, t)$. Diese Funktion ist die Kirchhoffsche Funktion genannt worden; Kirchhoff hat aber die mathematische Form derselben nicht ermittelt und hat selbst bemerkt, daß erst nach Auffindung derselben die Fruchtbarkeit der Spektralanalyse zur vollen Wirksamkeit kommen würde. Er konnte nur einige allgemeine Eigenschaften der Funktion angeben, die aber bereits genügten, die wichtigste Tatsache der Spektralanalyse, die Identität der hellen und der dunklen Linien, abzuleiten. Seit einigen Jahren ist die wahre Form der Kirchhoffschen Funktion durch Wien und Planck gefunden worden; wir wollen aber, der historischen Entwicklung einigermaßen folgend, uns zunächst mit den Kirchhoffschen Folgerungen begnügen.

Es läßt sich experimentell ermitteln, wie sich für bestimmte Wellenlängen das Emissionsvermögen der Körper mit der Temperatur ändert. Für das Auge sichtbar sind Strahlungen erst, wenn ihre Wellenlänge etwa 0,8 μ beträgt, wir erhalten dann den Eindruck des tiefsten Rot. Bei gewöhnlicher Zimmertemperatur leuchten nun in einem dunklen Raume die Körper nicht; es folgt daraus, daß sie keine Strahlungen von dieser Wellenlänge aussenden, sondern, wie aus ihrer merklichen Wärmestrahlung zu schließen ist, nur Strahlen von größeren Wellenlängen. Erst bei Erhitzung auf etwa 500° beginnen die Körper selbständig zu leuchten, erst bei dieser Temperatur werden also Strahlen der Wellenlänge 0,8 μ ausgesendet. Bereits Mitte des vorigen Jahrhunderts hat der amerikanische Physiker Draper das nach ihm benannte Gesetz gefunden, daß alle Körper bei derselben Temperatur zu leuchten beginnen. Bei allen Körpern ist also das Emissionsvermögen für die Wellenlängen kleiner als 0,8 μ bis zur Temperatur von ungefähr 500° gleich Null, es ist $E = 0$, also $\frac{E}{A} = J = 0$, d. h. die Kirchhoffsche Funktion ist ebenfalls von der angegebenen Grenze an gleich Null. Für kleinere Wellenlängen als 0,8 μ beginnt die Funktion erst von noch höherer Temperatur an, einen merklichen Wert zu besitzen, der mit steigender Temperatur steigt, wie der Augenschein lehrt: je mehr ein Körper erhitzt wird, um so stärker strahlt er. Für irgend eine beliebige Wellenlänge ist also der Verlauf der J-Funktion der folgende: Unterhalb eines gewissen Temperaturgrades ist sie Null oder wenigstens verschwindend klein, dann beginnt sie merklich zu werden und mit steigender Temperatur kontinuierlich zu wachsen. Und hieraus folgt weiter, daß die J-Funktion in Abhängigkeit von der Temperatur eine einfach verlaufende Funktion ist. Eine Funktion einer Größe kann man bekanntlich durch eine Kurve darstellen, und eine Funktion verläuft einfach, wenn diese Kurve keine auffallenden Knickungen hat. Eine einfach verlaufende Funktion würde danach beispielsweise diejenige sein, welche in Fig. 64 dargestellt ist, während

die in Fig. 65 gegebene einer recht komplizierten Funktion entsprechen würde.

Wir kommen nun zu der wichtigsten Eigenschaft der J-Funktion, die Kirchhoff noch nicht beweisen, sondern nur durch einen allerdings sehr

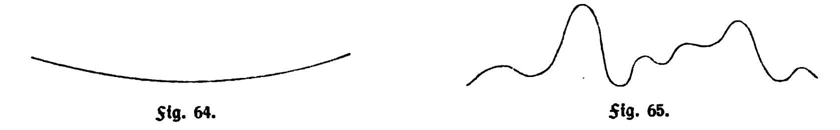


Fig. 64. Fig. 65.

sicheren Analogieschluß plausibel machen konnte. Die Erfahrung hat bisher gelehrt, daß alle in der Natur vorkommenden Funktionen oder Gesetze sehr einfach sind, wenn sie nicht von den speziellen Eigenschaften der Körper abhängen, sondern ganz allgemein sind. Als Beispiel braucht nur an das so überaus einfache Gravitationsgesetz erinnert zu werden. Um aber keinem Mißverständnisse ausgesetzt zu sein, muß man hinzufügen, daß diese Einfachheit keine absolute zu sein braucht, sondern daß die Gesetze in Wirklichkeit vielleicht sehr kompliziert oder mathematisch gar nicht einfach ausdrückbar sind, daß aber für unsere Kenntnisse und vor allem für unsere Genauigkeitsforderungen die einfache Darstellung genügt.

So nahm denn Kirchhoff als berechtigt an, daß die J-Funktion auch bei konstanter Temperatur, aber in Abhängigkeit von der Wellenlänge eine einfache Funktion sei, eine Annahme, die später auf das Glänzendste bestätigt worden ist. Die J-Funktion ändert sich also bei konstanter Temperatur mit der Wellenlänge in einem einfachen kontinuierlichen Verlaufe.

Nun haben wir nur noch einen einzigen, aber inhaltreichen Schritt bis zur berühmten Folgerung von der Identität der hellen und dunklen Linien.

Wenn ein fester oder flüssiger Körper ins Glühen gebracht wird, so sendet er, wie wir bereits gesehen haben, zunächst die roten Strahlen aus, alsdann, je höher die Temperatur wird, die gelben usw. Schließlich, wenn er weißglühend wird, sendet er alle sichtbaren Strahlengattungen aus, vom Rot bis zum Violett; in seinem Spektrum fehlt keine Farbe, dasselbe ist kontinuierlich.

Drücken wir dies in unserer mathematischen Bezeichnungsweise aus, so können wir sagen, daß bei hoher Temperatur das Emissionsvermögen E für alle Wellenlängen einen merklichen Wert hat. Da dies für alle festen und flüssigen Körper gilt, so sind die Spektra der verschiedenen festen und flüssigen Körper einander ähnlich; die einfache spektroskopische Beobachtung kann daher keinen Aufschluß über die Natur dieser Körper geben.

Ganz anders verhält es sich mit glühenden Gasen, deren Lichtemission, wie wir S. 19 gesehen haben, ja auch in ganz anderer Weise zustande kommt, als bei den festen und flüssigen Körpern. Denselben kommt die interessante physikalische Eigenschaft zu, daß ihr Emissionsvermögen für die meisten Wellenlängen auch bei sehr hohen Temperaturen Null oder nahe Null ist

und nur für ganz vereinzelte Wellenlängen einen merklichen Wert hat. Ihr Spektrum ist also auf seinem weitaus größten Teile dunkel, und nur an den Stellen, die den vereinzelten Wellenlängen entsprechen, leuchtet es als helle Linie auf. Welchen Wellenlängen gerade die Eigenschaft des plötzlich hohen Emissionsvermögens zukommt, hängt von der Natur des Gases ab und ist für alle Gase verschieden, so daß jedes Gas ein besonderes Emissionsvermögen besitzt, welches im Spektroskop als Linienspektrum zur Sichtbarkeit kommt und ein untrügliches Erkennungszeichen der verschiedenen Gase liefert. Daher kommt es, daß die Spektralanalyse bei glühenden Gasen, im Gegensatze zu den glühenden festen oder flüssigen Körpern, ohne weiteres die Natur des Gases zu enträtseln vermag, wenngleich bei feineren Untersuchungen hier ebenfalls Schwierigkeiten entstehen, da auch dasselbe Gas unter verschiedenen Leuchtbedingungen, besonders bei verschieden hohen Temperaturen, verschiedene Spektra auszusenden vermag.

Wollten wir die Emission eines Gases als Funktion der Wellenlänge graphisch darstellen, so würden wir eine Kurve erhalten, die mit der in Fig. 65 gezeichneten Ähnlichkeit besitzt, d. h.: Das Emissionsvermögen der Gase ist eine sehr komplizierte Funktion der Wellenlänge. Und nun kommt das Wichtigste: Das Verhältnis von Emissionsvermögen zu Absorptionsvermögen $\frac{E}{A} = J$, oder die Kirchhoffsche Funktion, ist, wie eben gezeigt, eine sehr einfache Funktion der Wellenlänge. Beides ist miteinander nur dann zu vereinigen, wenn auch A, das Absorptionsvermögen, dieselbe komplizierte Funktion von der Wellenlänge ist wie E, wenn also A genau dieselben Maxima wie E besitzt. Dieses merkwürdige Verhalten von Emission und Absorption, bedingt, wie wir bereits wissen, durch eine Art von Resonanz, ist nun der Schlüssel zur Identität der hellen und dunklen Linien. Emission und Absorption sind zwei genau konträre Begriffe. Ist die Emission bei einem Gase für eine bestimmte Wellenlänge ein Maximum, so daß im Spektrum eine helle Linie aufleuchtet, so liegt auch bei der Absorption, die entsteht, wenn Licht durch das Gas hindurchgeht, für dieselbe Wellenlänge ein Maximum vor, d. h. in dem durch das hindurchgehende Licht erzeugten hellen Spektrum muß hier eine Lichtlücke sein, eine dunkle Linie. Damit haben wir den Kernpunkt der Spektralanalyse erreicht, den Beweis dafür, daß, wenn in dem Spektrum eines fernen Himmelskörpers an einer Stelle, wo wir im Laboratorium eine helle Linie im glühenden Gase finden, eine dunkle Linie auftritt, auf diesem Himmelskörper eine Schicht desselben glühenden Gases vorhanden sein muß, durch welche das von der Oberfläche des Gestirns ausgesandte Licht hindurchgeht und dabei teilweise absorbiert wird.

Wir erfahren damit gleichzeitig auch schon etwas über die Konstitution des betreffenden Himmelskörpers, dessen Spektrum dunkle Linien zeigt, nämlich, daß die absorbierende Gasschicht oberhalb der lichtaussendenden Schicht der Oberfläche liegt, daß sie also in seiner Atmosphäre

vorhanden ist. Und noch etwas weiteres, daß diese absorbierende Schicht zwar glühend, aber doch von geringerer Temperatur ist, als die lichtaussendende Schicht. Diese weitere Folgerung, die in dem Satze enthalten ist: „Ein glühendes Gas absorbiert aus dem weißen Lichte einer Lichtquelle von höherer Temperatur diejenigen Strahlen, die es selbstleuchtend aussendet", haben wir bereits auf S. 119 aus dem Mechanismus der Resonanz abgeleitet.

Aus dem Kirchhoffschen Satze folgt noch eine Tatsache, welche in Beziehung steht zur Definition des schwarzen Körpers, die bereits im ersten Abschnitte gegeben ist. Diese Definition besagt, daß ein absolut schwarzer Körper ein solcher ist, bei welchem alle Strahlung vollständig absorbiert wird, d. h. bei dem für alle Wellenlängen und alle Temperaturen A gleich 1 ist. Aus dem Kirchhoffschen Satze $\frac{E}{A} = J$ ergibt sich für diesen Fall $E = J$, d. h. das Emissionsvermögen des schwarzen Körpers ist gleich der J-Funktion. Statt E wird alsdann, wie schon vorausgeschickt, die Bezeichnung e angewendet.

Absolut schwarze Körper gibt es in der Natur nicht, wohl aber lassen sie sich künstlich sehr genähert herstellen, und zwar ebenfalls wieder auf Grund des Kirchhoffschen Satzes. Kirchhoff hat bereits angegeben, daß in jedem Hohlraume, dessen Hülle für Strahlung undurchlässig ist (Metalle) und überall gleiche Temperatur besitzt, die Strahlung des schwarzen Körpers von der Hüllentemperatur herrsche. Der Beweis hierfür ist ein sehr einfacher. Denken wir uns von einem Punkt dieser Hülle einen Strahl nach einer bestimmten Richtung ausgehend, so wird derselbe sehr bald auf einen anderen Punkt der Hülle auftreffen. Da nun das Material, aus dem die Hülle besteht, nicht die Eigenschaft eines absolut schwarzen Körpers besitzt, so wird nur ein Teil des Strahles absorbiert werden, der übrige Teil wird reflektiert, und zwar bei rauher Oberfläche nach allen möglichen Richtungen hin. Verfolgen wir einen dieser reflektierten Strahlen weiter, so wird er bald wieder irgendwo die Hülle treffen; hierbei wird wieder ein Teil absorbiert, der übrige reflektiert. Der reflektierte Teil wird immer kleiner und kleiner, da ja jedesmal Absorption stattfindet, und schließlich, nach unendlich vielen Reflexionen, wird er Null; d. h. es ist durch die Hülle alles absorbiert worden, und das ist ja gerade die Eigenschaft des absolut schwarzen Körpers. Das gilt natürlich für alle Strahlungen, die im Innern verlaufen, und da fremde Strahlung wegen der Undurchlässigkeit der Hülle nicht hineindringen kann, so ist tatsächlich im Innern der Hülle die Strahlung so, als wenn die Hülle aus einem absolut schwarzen Material bestände.

Hat die Hülle eine kleine Öffnung, so tritt aus derselben die Strahlung des schwarzen Körpers aus und kann experimentell untersucht werden. Es darf aber nicht verschwiegen werden, daß, sobald eine Öffnung in der Hülle ist, die Bedingung zur Herstellung der „schwarzen" Strahlung nicht mehr erfüllt ist, da einerseits durch diese Öffnung fremde Strahlung in die Hülle eindringt, andererseits an dieser Stelle keine Reflexion und Ab-

sorption stattfindet. Es ist aber klar, daß der hierdurch entstehende Fehler immer kleiner wird, je kleiner die Öffnung im Verhältnis zur Oberfläche der Hülle wird; man hat es durch Wahl der Dimensionen also in der Hand, der schwarzen Strahlung möglichst nahe zu kommen.

So leicht es hiernach auch scheint, einen schwarzen Körper herzustellen, so groß sind doch die technischen Schwierigkeiten, die zu beseitigen sind, sobald es sich darum handelt, einen Körper zu konstruieren, der mit einem hohen Grade von Genauigkeit die schwarze Strahlung bei sehr verschiedenen, aber exakt zu bestimmenden Temperaturen liefern soll. Erst in den letzten Jahren ist es den Physikern — in erster Linie Kurlbaum, Lummer, Pringsheim — gelungen, diese Schwierigkeiten zu überwinden. Man ist hierbei zu verschiedenen Konstruktionen gelangt, von denen die vorteilhafteste wohl diejenige des elektrisch geheizten Körpers sein dürfte, da man mit demselben jede beliebige Temperatur bis nahe an den Schmelzpunkt des Platins hin (2000° absolut) erreichen kann.

Der schwarze Körper selbst besteht aus einem innen geschwärzten Porzellanrohr, welches vorne offen, hinten aber bis auf zwei kleine Öffnungen geschlossen ist, die zur Durchführung dünner Drähte dienen. Im Innern ist das Rohr durch Diaphragmen in verschiedene Abteilungen getrennt, die aber durch die Öffnungen der Diaphragmen miteinander in Verbindung stehen. Außen ist das Porzellanrohr mit einem dicht anschließenden Rohr aus dünnem Platinblech umgeben und dieses wiederum von einer Hülle aus Asbestpappe, die zum Wärmeschutze des Platinblechs dient. Die beiden Enden des Platinrohrs sind leitend mit je einem Pole einer Starkstromleitung verbunden. Geht der Strom durch das Platinrohr hindurch, so wird dasselbe erwärmt, und zwar hat man es durch Regulierung der Stromstärke in der Hand, das Platinrohr von schwachen Erwärmungen an bis zur Weißglut zu heizen.

Die Wärme des Platinrohrs teilt sich allmählich dem Porzellanrohr mit, und nach längerer Heizung mit einem gleichförmigen Strom stellt sich Gleichgewicht her zwischen der durch den Strom zugeführten Wärme und der durch Strahlung und Leitung nach außen abgegebenen, so daß die hintere Abteilung des Rohres, der eigentliche schwarze Körper, überall die gleiche Temperatur besitzt. Wann dieser stationäre Zustand eintritt, läßt sich bei Temperaturen, die ein Glühen hervorrufen, leicht durch den Anblick erkennen. In diesem Falle wird, wie wir oben gesehen haben, das Material, aus dem die Hülle besteht, gleichgültig; die vorher noch erkennbaren verschiedenen Teile des Hohlraums, besonders das Diaphragma und die im Innern befindlichen Platindrähte verschwinden, und der Hohlraum erscheint als vollständig gleichförmig glühende Fläche.

Die Ermittelung der Temperatur des Hohlraums geschieht durch ein in demselben befindliches Thermoelement, bestehend aus Platin und einer Legierung von Platin mit Rhodium, dessen Drähte durch die erwähnten Öffnungen in der Hinterwand der Porzellanröhre

nach außen und zwar unmittelbar in ein mit schmelzendem Eise gefülltes Gefäß führen, so daß sich die hintere Lötstelle des Elements stets in der gleichen Temperatur von 0° befindet. Die Temperatur selbst wird, wie üblich, vermittels eines Galvanometers gemessen. Auf die Resultate, welche mit dem künstlichen schwarzen Körper erhalten worden sind, wird weiter unten eingegangen werden; wir wollen uns vorher noch etwas ausführlicher mit dem kurz angeführten Draperschen Gesetze befassen, da hierdurch Gelegenheit zu interessanten Erörterungen physiologischer Natur gegeben wird.

In Übereinstimmung mit dem Kirchhoffschen Satze besagt das von Draper gefundene Gesetz, daß alle Körper bei der gleichen Temperatur von etwa 525° C zu leuchten beginnen. Bei dieser Temperatur zeigen die Körper zuerst ein schwaches rotes Licht, welches bei steigender Temperatur allmählich in Orange und schließlich in Weiß übergeht, entsprechend dem allmählichen Auftreten der Strahlen von kürzerer Wellenlänge.

Das objektive Auftreten dieser verschiedenen Strahlungen kann aber nicht ohne weiteres beobachtet werden, sondern nur ihre subjektive Wahrnehmung. Soll z. B. der genaue Temperaturwert des Beginnens des Glühens festgestellt werden, so werden verschiedene Beobachter zweifellos zu wenn auch nur wenig verschiedenen Werten gelangen.

Eine ganz exakte Prüfung des Draperschen Gesetzes muß aber auch abgesehen hiervon zu einer Nichtbestätigung führen, und zwar wegen des verschiedenen Emissionsvermögens der verschiedenen Körper. Es möge hierbei an das auf S. 21 gegebene Beispiel des gleichzeitigen Glühens von Glas und Platin erinnert werden. Beim Beginn des Glühens wird beim Glase die schwächere Strahlung noch unterhalb der Reizschwelle des Auges liegen, während die stärkere Platinstrahlung sie bereits überschritten hat. Die subjektive Beobachtung des Glühbeginns wird demnach beim Platin früher erfolgen als beim Glase, d. h. das Drapersche Gesetz wird nicht bestätigt. In Wirklichkeit liegt überhaupt die Sache so, daß jeder feste oder flüssige Körper bei jeder Temperatur Strahlen von allen Wellenlängen aussendet; denn in dieser Beziehung existiert für die Kirchhoffsche Funktion, wie wir bald sehen werden, keine Beschränkung. Bei niederen Temperaturen ist aber die Strahlungsenergie der kürzeren Wellen so gering, daß sie praktisch auch für die feinsten Meßinstrumente nicht mehr merklich ist. Daher kann das Drapersche Gesetz als eine Annäherung an die Wahrheit betrachtet werden.

Experimentell wird sich das Drapersche Gesetz kaum auf seine Richtigkeit prüfen lassen; denn man würde sehr irren, wenn man glaubte, sich etwa durch Anwendung der Photographie von den eben geschilderten subjektiven Einflüssen frei machen zu können. Auch für die photographische Platte existiert im übertragenen Sinne eine Reizschwelle, so daß die Abhängigkeit vom Emissionsvermögen bestehen bleibt, und auch diese Reizschwelle ist „subjektiven" Unterschieden bei den verschiedenen Plattensorten unterworfen.

An der objektiven Richtigkeit des Draperschen Gesetzes in der Beschränkung darauf, daß im allgemeinen die längeren Wellen, also das Rot, bei zunehmender Temperatur die Reizschwelle des Auges zuerst überschreiten müssen, hat aber niemand gezweifelt, und um so berechtigter war das Staunen des Physikers Weber, als die von ihm im Jahre 1886 wiederholten Draperschen Beobachtungen zu vollständig anderen Resultaten führten. Weber experimentierte im gänzlich dunklen Zimmer mit völlig ausgeruhten Augen und fand, daß die erste Lichtentwicklung gar nicht mit der Rotglut beginnt, sondern daß schon vorher ein eigentümlich düster-graues Licht ausgesandt wird, welches im Gegensatze zum gewöhnlichen Leuchten unstet und flackernd erscheint und deshalb von ihm auch als „gespenstergrau" bezeichnet wurde. Bei Steigerung der Temperatur wurde das graue Licht heller, ohne seinen Charakter zu verlieren, bis es allmählich in ein Gelblich-Grau überging. Bei weiterer Erhöhung der Temperatur zeigte sich dann plötzlich der erste Schimmer eines ungemein lichten Feuerrot, und in demselben Momente verschwand das Unstete des Leuchtens, und von nun an verlief alles in der bekannten Weise.

Die spektroskopische Untersuchung des grauen Lichtes lehrte, daß dasselbe einen grau erscheinenden Streifen im gelbgrünen Teile des Spektrums lieferte, der bei steigender Temperatur unter Beibehaltung der grauen bis gelbgrauen Färbung sich nach beiden Seiten des Spektrums ausbreitete. Im Moment, wo dem bloßen Auge der erste hellrote Schimmer erschien, trat im Spektroskop neben dem grauen Streifen ein heller Streifen im Rot auf.

Daß es sich hierbei aber nicht um eine physikalische, sondern um eine physiologische Erscheinung handelt, konnte bald nachgewiesen werden, und zwar auf Grund des sogenannten Purkinjeschen Phänomens. In einem lichtstarken Spektrum erscheint das Maximum der Helligkeit im Gelb; bei abnehmender Helligkeit verschiebt sich dieses Maximum immer mehr nach dem brechbareren Teile des Spektrums hin, bis es schließlich beim Verschwinden im grünblauen Teile liegt. Hiernach ist ohne weiteres klar, daß, auch wenn dem Draperschen Satze entsprechend in Wirklichkeit bei zunehmender Temperatur der Beginn der größeren Strahlungsenergie von Rot aus ansetzt, doch das Grün zuerst sichtbar wird, weil bei schwachem Licht die Reizschwelle des Auges für Grün viel tiefer liegt als für Rot.

Damit ist aber noch nicht erklärt, weshalb das erste sichtbare Grün den Eindruck des Grau macht, und weshalb dieses Grau so eigentümlich unstet erscheint. Hierfür hat Lummer eine Erklärung gegeben, die sich auf die von v. Kries aufgestellte Theorie des Sehens stützt. Das Auge unterscheidet nicht bloß zwischen hell und dunkel, sondern empfindet auch die verschiedenen Wellenlängen des Lichts als Farben. Bei der Farbenempfindung scheint nun der sogenannte Sehpurpur, eine im Zustande der Augenruhe rot gefärbte Flüssigkeit in den Elementen der Netzhaut, eine wichtige Rolle zu spielen. Man kann mit großer Sicherheit behaupten, daß Netzhautelemente, welche diesen Farbstoff nicht enthalten, auch nicht geeignet sind, Farben

oder wenigstens nicht alle Farben zu empfinden. Nun ist der Sehpurpur nur in den Zapfen enthalten, nicht aber in den Stäbchen. v. Kries nimmt daher an, daß erstere den Farbenapparat des Auges darstellen, letztere aber nur die verschiedenen Stufen der Helligkeit von Weiß durch Grau hindurch bis Schwarz empfinden. Die v. Kriessche Theorie besagt nun, daß die beiden verschiedenen Sehapparate im Auge, der farbenempfindliche und der farbenblinde, miteinander in einen gewissen Wettstreit treten, und zwar in der Art, daß bei guter Helligkeit der erstere stets überwiegt, daß aber bei sehr schwachem Lichte der letztere noch zu empfinden vermag, während für den Farbenapparat die Reizschwelle schon höher liegt, er also blind ist. Daraus würde folgen, daß die schwächsten Lichteindrücke stets farblos, also grau erscheinen müssen.

Stäbchen und Zapfen sind gleichzeitig in der ganzen Netzhaut enthalten mit Ausnahme einer einzigen kleinen Stelle, der Sehgrube (siehe S. 52), welche zum exakten Sehen besonders geeignet ist und daher stets unbewußt mit Hilfe der Augenbewegungen auf den Punkt gerichtet wird, welchen man gerade betrachten will. Diese Sehgrube enthält nur die Stäbchen, ist also einer Grau- oder Weißempfindung nur bei gemischtem farbigen Lichte fähig. Beobachtet man nun im Dunklen einen Körper, dessen Temperatur allmählich gesteigert wird, so wird folgendes eintreten müssen. Ist eine gewisse Temperatur (etwa 400° C) erreicht, so werden die Stäbchen auf der ganzen Netzhaut erregt, im Gehirn entsteht die Vorstellung farbloser Helligkeit, die Grauglut; bei steigender Temperatur steigt zunächst nur die Helligkeit der Grauempfindung. Da die Zapfen noch nicht erregt sind, so kommt von der Sehgrube überhaupt noch keine Lichtmeldung zum Gehirn, es liegt also der eigentümliche Zustand vor, daß allein die Netzhautstellen, welche für gewöhnlich nur zum indirekten Sehen benutzt werden, Licht empfinden; man sieht demnach etwas, was man nicht anblickt, und macht daher unwillkürlich die gewohnte Augenbewegung, um die lichterzeugende Stelle mit der Netzhautgrube zu sehen; dieses Bestreben bleibt aber natürlich fruchtlos, und daher resultiert das Zitternde und Unstete der Grauglut. Diese Erscheinung hört erst auf, wenn bei weiterer Temperatursteigerung auch die Zapfen in der Empfindung des Rot erregt werden und nun vor allem die Sehgrube mit ihrem direkten Sehen in die gewohnte Tätigkeit tritt.

Seit Kirchhoff sind die Bemühungen vieler Physiker darauf gerichtet gewesen, die wahre Form der Kirchhoffschen Funktion zu finden, von der ihr Entdecker nur allgemeine Eigenschaften angeben konnte, die allerdings genügten, die Spektralanalyse zu einem der wichtigsten Zweige der Physik, speziell der Astrophysik, zu entwickeln. Aber es war klar, daß die ganze Fruchtbarkeit der Spektralanalyse erst durch die Kenntnis der J-Funktion offenbar werden, daß mit ihr nicht bloß eine qualitative, sondern auch eine quantitative Spektralanalyse geschaffen werden würde. Es gab

zwei Wege, auf denen man zum Ziele gelangen konnte, einmal den theoretischen, der auf einer Weiterentwicklung der neueren Licht- und Elektrizitätstheorien beruhen mußte, dann den praktischen Weg, der an sich bereits vorgezeichnet war. Wir wollen uns erinnern, daß die J-Funktion ja nichts anderes ist, als das Emissionsvermögen des absolut schwarzen Körpers in Abhängigkeit allein von Temperatur und Wellenlänge.

Beide Wege sind beschritten worden, und das enge Ineinanderarbeiten der theoretischen und der praktischen Physiker hat schließlich zum guten Ende geführt. Die theoretischen Ergebnisse wurden unmittelbar durch die am künstlichen schwarzen Körper erhaltenen geprüft und als richtig erkannt oder als unrichtig verworfen. In praktischer Beziehung sind an erster Stelle zu nennen Kurlbaum, Lummer und Pringsheim, in theoretischer Hinsicht Wien und Planck. Letzterer hat den Schlußstein durch eine präzise und klare mathematische Form gelegt, die unter dem Namen der Planckschen Energiegleichung nunmehr seit einigen Jahren bereits vielseitige Verwendung findet. Die bedeutenden theoretischen Schwierigkeiten der Lösung können an dieser Stelle nicht klargelegt werden; daß sie schließlich zu einem verhältnismäßig sehr einfachen Ausdruck der Kirchhoffschen Funktion geführt haben, war vorauszusehen; Kirchhoff selbst hatte ja schon darauf aufmerksam gemacht, daß dies, entsprechend allen Gesetzen von allgemeiner Gültigkeit, der Fall sein müsse.

Auch die der praktischen Ermittelung der Funktion entgegenstehenden Schwierigkeiten waren sehr groß. Auf eine derselben, die in der Herstellung des schwarzen Körpers beruhte, ist schon oben aufmerksam gemacht worden; auf eine andere möge im folgenden kurz hingewiesen werden.

Die Strahlungen, die von sehr heißen Körpern ausgehen, sind sehr kräftig und können leicht mit großer Genauigkeit gemessen werden, nicht aber die Strahlungen von Körpern niedriger Temperatur, die besonders nach ihrer spektralen Zerlegung außerordentlich schwach sind. Ihre Messung, die in letzter Instanz auf der Temperaturerhöhung von Körpern beruht, die von der Strahlung getroffen werden, ist daher ungemein schwierig. Ihre Nachweisung oder gar Messung durch Thermometer ist ganz ausgeschlossen, und selbst die sonst so empfindlichen Thermoelemente versagen fast gänzlich. Es ist die bolometrische Meßmethode, die allein noch Resultate liefert. Das Bolometer besteht im wesentlichen aus einem äußerst dünnen Platinstreifen (0,001 Millimeter Dicke), dessen vordere Fläche berußt ist und die Strahlung aufnimmt. Durch den Streifen wird ein schwacher elektrischer Strom geleitet, dessen Stärke mit Beihilfe einer Wheatstoneschen Brücke in einem äußerst empfindlichen Galvanometer gemessen werden kann. Die Stromstärke ist abhängig von dem Widerstande des Bolometerstreifens, der seinerseits wieder von der Temperatur abhängt: mit steigender Temperatur nimmt der Widerstand zu, die Stromstärke und damit der Galvanometerausschlag ab. Bringt man den Streifen langsam nacheinander an die verschiedenen Stellen des Spektrums, so ist also auf dem angedeuteten Um-

wege durch die verschiedene Ablenkung der Galvanometernadel die mit der Strahlungsenergie zusammenhängende Temperatur des Streifens zu messen. Es ist auf diese Weise möglich gewesen, Temperaturunterschiede von dem millionsten Teile eines Celsiusgrades zu erkennen.

Die Strahlung besteht ihrem Wesen nach in einer Übertragung von Energie durch den Raum hindurch; trifft sie auf einen vollständig absorbierenden Körper, so geht sie als solche verloren und wird in Wärme umgesetzt, die eine Temperaturerhöhung des aufsaugenden Körpers verursacht. Als ein solcher, fast vollständig absorbierender Körper ist der berußte Bolometerstreifen aufzufassen, dessen Temperaturerhöhung gemessen wird. Da aber die Strahlung ihrem Wesen nach Energie ist, so gibt die Temperaturerhöhung des Streifens an sich kein brauchbares Maß für die Strahlung ab und muß in ein anderes Maß umgerechnet werden. Als solches hat man die Sekunden-Gramm-Kalorie eingeführt. Die Gramm-Kalorie selbst ist die Einheit für eine Wärmemenge, sie ist diejenige Wärmemenge, welche erforderlich ist, um ein Gramm Wasser von 0° auf 1° zu bringen. Um nun hiermit einen Energiestrom auszudrücken, muß eine bestimmte Flächeneinheit zugrunde gelegt werden, auf welche der Energiestrom trifft — das ist das Quadratzentimeter — und eine gewisse Zeit, während welcher er wirkt — das ist die Sekunde.

Die durch das Bolometer gemessene Energiemenge wird also in Sekunden-Gramm-Kalorien ausgedrückt und besagt, wieviel Gramm Wasser von der Temperatur 0° durch die auf 1 Quadratzentimeter während einer Sekunde auftreffende Strahlung auf die Temperatur 1° gebracht werden. Die Kirchhoffsche Funktion müssen wir uns daher immer in dieser Strahlungseinheit ausgedrückt vorstellen, auch wenn dies nicht ausdrücklich angegeben ist.

Das Resultat der langjährigen Bemühungen, die Kirchhoffsche Funktion oder die Plancksche Energiegleichung, ist folgende Formel, bei welcher wir mit J die Strahlungsenergie des absolut schwarzen Körpers, mit λ die Wellenlänge und mit t die absolute Temperatur des strahlenden Körpers bezeichnen:

$$J = \frac{C}{\lambda^5\left(e^{\frac{c}{\lambda t}} - 1\right)}.$$

Hierin ist C eine Konstante, die von der bestimmten experimentellen Aufgabe abhängt, c ist dagegen eine sehr wichtige Naturkonstante, deren Wert experimentell zu 14600 ermittelt wurde, unter der Voraussetzung, daß λ in Mikrons ausgedrückt ist.

Zunächst lassen sich aus der obigen Gleichung einige Gesetze für ganz spezielle Fälle ableiten, die teilweise schon vorher bekannt waren. Wenn man in bestimmten kleinen Intervallen für jeden Wert von J, von Null an bis unendlich groß, das J ausrechnet und sie alle zusammen addiert, so erhält man die Gesamtstrahlung, die von einem strahlenden schwarzen Körper aus-

geht, also dasjenige, was man direkt messen kann, ohne vorherige spektrale Zerlegung der Strahlung. Diese Gesamtstrahlung bleibt nur noch von t abhängig, bezeichnet man sie mit S, so resultiert das äußerst einfache Gesetz:

$$S = \sigma \cdot t^4,$$

welches schon vor einigen Jahren von Stefan gefunden und nach ihm benannt worden ist. Das Stefansche Gesetz lautet in Worten: Die Gesamtstrahlung des schwarzen Körpers ist der vierten Potenz seiner absoluten Temperatur proportional. Bezeichnet man z. B. die Strahlung des schwarzen Körpers von der Temperatur 0° der Celsiusskala, also 273° der absoluten Skala, mit S_{273} und diejenige eines schwarzen Körpers von der doppelt so hohen absoluten Temperatur 546°, oder 273° der Celsiusskala, mit S_{546}, so ist nach obigem Gesetze

$$S_{546} = 16 \cdot S_{273}.$$

Bei der Steigerung der Temperatur um das Doppelte ist die resultierende Gesamtstrahlung um das 16fache gestiegen. Die Strahlung beim 10fachen Betrage der Temperatur, also bei 2730° (noch unterhalb der Temperatur des elektrischen Flammenbogens gelegen), würde das 10000fache der ursprünglichen betragen. Man sieht also, in welch enormem Maße die Strahlung mit der Temperatur wächst.

Zeichnet man die J-Funktion für eine bestimmte Temperatur auf, so erhält man für die verschiedenen Wellenlängen eine kontinuierliche Kurve, in der Form der Fig. 66, die ein Maximum hat. Bezeichnet man das Strahlungsmaximum mit $J_{max.}$, so erhält man aus der Planckschen Gleichung

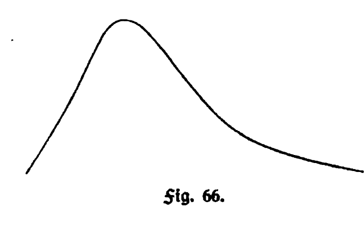


Fig. 66.

$$J_{max.} = k \cdot T^5,$$

d. h. während die Gesamtstrahlung mit der vierten Potenz der absoluten Temperatur wächst, nimmt die Maximalstrahlung sogar mit der fünften Potenz zu. Bei unserem ersten Beispiele würde also die Maximalstrahlung auf das 32fache wachsen, beim zweiten Beispiele auf das 100000fache.

Zeichnet man mehrere Kurven übereinander, die für verschiedene Temperaturen berechnet sind, Fig. 67, so sind diese verschiedenen Kurven natürlich einander ähnlich; aber man sieht, daß das Maximum um so mehr nach den kleinen Wellen zu liegt, je höher die Temperatur ist; die Wellenlänge des Strahlungsmaximums wird also immer kleiner, und zwar geht dies wiederum nach einem äußerst einfachen Gesetze vor sich, dem sogenannten „Verschiebungsgesetze", dessen Ausdruck lautet:

$$\lambda_{max.} = \frac{A}{t},$$

wo A eine Konstante ist, deren Wert zu 2940 gefunden wurde. Die in

der Kirchhoffſchen Funktion auftretende Konſtante c hängt mit A ebenfalls wieder äußerſt einfach zuſammen: es iſt c = 4,965 A.

Das Verſchiebungsgeſetz iſt von hoher Wichtigkeit, liefert es doch ein Mittel, die Temperatur eines ſtrahlenden ſchwarzen Körpers zu beſtimmen. Zu dem Zwecke braucht man die obige Gleichung nur nach t aufzulöſen:

$$t = \frac{A}{\lambda_{max.}}.$$

Unterſucht man die Strahlung mit dem Bolometer und ermittelt, bei welcher Wellenlänge das Maximum der Strahlungsintenſität liegt — die Intenſitäten ſelbſt brauchen gar nicht gemeſſen zu werden —, ſo hat man nach vorſtehender Gleichung ſofort die Temperatur des ſtrahlenden Körpers. Hätte man z. B. gefunden, daß das Maximum im Ultrarot bei

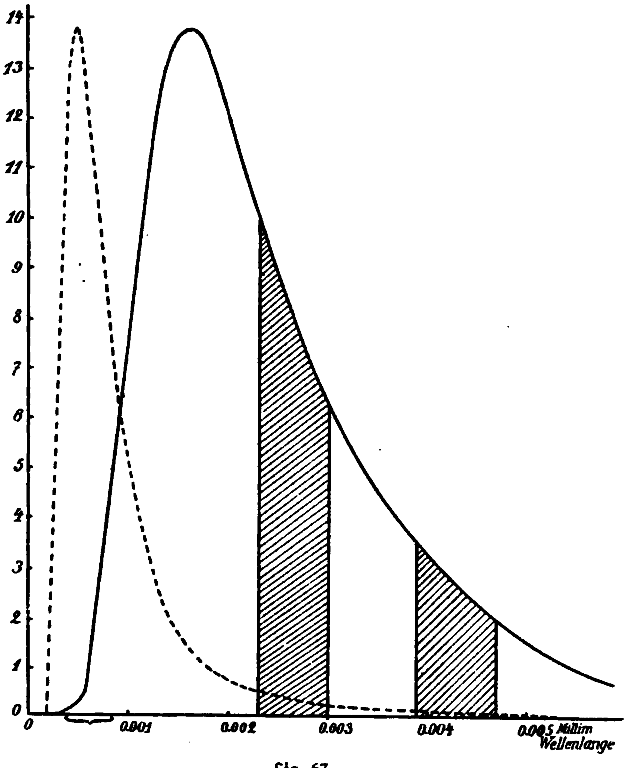


Fig. 67.

1 μ liege, ſo würde man haben $t = \frac{2940}{1} = 2940^0$, oder hätte es im Gelb bei 0,700 μ gelegen, ſo wäre $t = \frac{2940}{0,7} = 4200^0$.

Wir werden im zweiten Teile dieſes Buches, bei Beſprechung der Temperatur der Sonne, auf die Benutzung der Kirchhoffſchen Funktion zurückkommen müſſen; es ſei hier nur noch durch ein fingiertes Beiſpiel auf die Bedeutung der Kirchhoffſchen Funktion hingewieſen.

Es ſoll die Aufgabe gelöſt werden, den Verluſt der Sonnenſtrahlung durch die Abſorption der in unſerer Erdatmoſphäre enthaltenen Kohlenſäure zu ermitteln. Da auch ſelbſt auf den höchſten Bergen noch eine ſehr beträchtliche Menge Kohlenſäure in den oberhalb gelegenen Luftſchichten vorhanden iſt, ſo kann, ganz abgeſehen von anderen Schwierigkeiten, dieſe Aufgabe durch die Meſſung der Sonnenſtrahlung ſelbſt nicht gelöſt werden; man iſt auf Unterſuchungen im Laboratorium angewieſen. Hierbei tritt nun die Schwierigkeit ein, daß man im Laboratorium keine Licht- oder

Strahlungsquelle zur Verfügung hat, deren Temperatur auch nur annähernd derjenigen der Sonne gleichkäme. Wir müssen daher niedrigere Temperaturen benutzen und wollen annehmen, die Laboratoriumsversuche hätten ergeben, daß die Kohlensäureabsorption aus der Strahlung eines absolut schwarzen Körpers von rund 2000° (Schmelztemperatur des Platins) 25% betrage, und daß sie, wie dies auch tatsächlich der Fall ist, wesentlich in zwei im Ultrarot gelegenen Spektralgebieten zustande komme, deren Wellenlängen von 2,3 μ bis 3,0 μ und von 3,9 μ bis 4,7 μ liegen.

In der Fig. 67 stellt die ausgezogene Linie die Energiekurve für die Temperatur 2000° dar. Die Höhen sind in dieser Kurve in einem beliebigen Maßstabe gezeichnet. (Es entspricht dies der Wahl der Konstanten C in der Planckschen Gleichung.) In horizontaler Ausdehnung sind die Wellenlängen von 0 bis 5 μ angegeben. Zur Orientierung möge daran erinnert werden, daß sich das Gebiet der sichtbaren Strahlen von 0,4 μ bis 0,8 μ erstreckt, also nur die durch — angedeutete kurze Strecke umfaßt. Wie man sieht, liegt der größte Teil der Strahlung von 2000° ganz außerhalb des sichtbaren Spektrums im Ultrarot. Das Maximum der Strahlung befindet sich bei 1,6 μ.

Die schraffierten Streifen geben nun das Absorptionsgebiet der Kohlensäure an, und es läßt sich leicht folgendes übersehen. Wenn die Kurve den Verlauf der Strahlungsenergie anzeigt, so muß der Flächeninhalt der Kurve, von der unteren horizontalen Linie an gerechnet, den Gesamtbetrag der Strahlung darstellen, und von diesem Gesamtbetrage gehen die beiden schraffierten Flächen, welche den Betrag der Absorption darstellen, ab. Die schraffierten Flächen bilden aber nur den vierten Teil der Gesamtfläche, daher die Angabe, daß die Kohlensäure bei einer Strahlungsquelle von 2000° eine Absorption von 25% ausübe.

Die punktierte Kurve ist die Energiekurve für 6000° (Sonnentemperatur), die aber in einem stark verkleinerten Maßstabe dargestellt ist, denn bei dem für die 2000°-Kurve benutzten Maßstabe würde ihre Spitze 50 ^{m} hoch liegen — letztere wächst ja mit der fünften Potenz der Temperatur —. Das Maximum liegt jetzt bei 0,5 μ, und infolge ihres steileren Anstiegs sind die im Ultrarot gelegenen Strahlungen verhältnismäßig schwach. Die von den schraffierten Streifen ausgeschnittenen Flächenstücke stellen nun wiederum die Absorption der Kohlensäure dar; aber diesmal ist ihr Inhalt im Verhältnis zu dem der ganzen Kurve viel kleiner, er beträgt nur noch 4%. Damit ist die noch vor wenigen Jahren völlig untraktable Aufgabe gelöst: Die Absorption der Kohlensäure beträgt für die Sonnenstrahlung 4%, geschlossen aus Laboratoriumsversuchen, die eine Absorption von 25% ergeben hatten.

Es muß noch einmal betont werden, daß die Kirchhoffsche Funktion ihrer Definition nach nur für die Strahlung eines absolut schwarzen Körpers gilt; das vorstehende Beispiel ist nur dann richtig gerechnet, wenn unsere Sonne wie ein absolut schwarzer Körper strahlen sollte. Die Strahlungs-

kurven der meisten festen Körper haben übrigens große Ähnlichkeit mit der J-Funktion; sie unterscheiden sich wesentlich von ihr nur dadurch, daß das Emissionsvermögen selbst wieder mit der Temperatur variiert. Die Strahlungsfunktion ist also für die gewöhnlichen Körper viel komplizierter als für den schwarzen Körper; es scheint aber so, als wenn die Ähnlichkeit beider Funktionen um so größer würde, je höher die Temperatur ist. In der Praxis hat man sich bisher gewöhnlich damit geholfen, daß man die Form der Energiegleichung auch für beliebige Körper beibehält, aber für die Naturkonstante c nunmehr eine davon abweichende Konstante einführt, welche so gewählt ist, daß die Beobachtungen dadurch am besten dargestellt werden. Von den bekannteren Metallen dürfte blankes Platin die am stärksten abweichende Strahlung liefern, so muß z. B. für dieses Metall beim Verschiebungsgesetze der Konstanten A der Wert 2630 statt 2940 beigelegt werden.

Wir haben bereits auf S. 121 angedeutet, daß nach Analogie der Schallwellen auch bei den Lichtwellen Schwingungen von höherer oder geringerer Zahl mit erregt werden können, wodurch in Gasspektren eine Verbreiterung der Linien hervorgerufen wird, während normalerweise nur eine ganz bestimmte Schwingung erzeugt werden würde. Dies ist von Zöllner mathematisch aus dem Kirchhoffschen Satze abgeleitet worden, und diese Ableitung möge auch hier gegeben werden, da sie verhältnismäßig nur bescheidene mathematische Kenntnisse voraussetzt.

Wir denken uns eine dünne Schicht eines leuchtenden Gases von dem Absorptionsvermögen A und dem Emissionsvermögen E_1. Nach dem Kirchhoffschen Satze ist dann $\frac{E_1}{A} = e$, wo e das Emissionsvermögen des absolut schwarzen Körpers ist. Das Emissionsvermögen dieser Schicht ist also $E_1 = A \cdot e$, und es ist vielleicht besser verständlich, wenn wir statt des Ausdruckes Emissionsvermögen E_1 das von der Gasschicht ausgesandte Licht nennen. Nun soll hinter der Schicht sich eine genau gleiche Schicht befinden, deren Licht ebenfalls $A \cdot e$ ist. Dieses Licht muß aber durch die erste Schicht hindurch und wird dadurch teilweise absorbiert, nämlich um den Betrag $A \cdot E_1$. Nach außenhin, durch die erste Schicht, gelangt also nur der Betrag $E_2 = (1 - A)\, E_1$ oder, unter Verwendung des schon bekannten Wertes von E_1, $E_2 = A\,(1 - A)\, e$. Ein dritte, dahinter gesetzte Schicht sendet wieder die gleiche Lichtmenge aus, die aber nun durch die beiden ersten hindurch muß. In der zweiten Schicht wird hiervon $A \cdot E_1$ absorbiert, es bleibt also übrig $(1 - A)\, E_1$, und hiervon wird in der ersten Schicht wieder absorbiert der Betrag $A\,(1 - A)\, E_1$; nach außen kommt also

$$E_3 = (1 - A)\, E_1 - A\,(1 - A)\, E_1 = (1 - A)^2 \cdot E_1 = A\,(1 - A)^2 \cdot e\,.$$

Durch ganz entsprechende Betrachtungen erhält man von einer vierten Schicht den Betrag

$$E_4 = A\,(1 - A)^3 \cdot e\,.$$

Hieraus ist bereits das Gesetz zu erkennen, so daß ganz allgemein der Betrag des von der nten Schicht nach außen gelangenden Lichts dargestellt wird durch

$$E_n = A\,(1 - A)^{n-1} \cdot e\,.$$

Die Gesamtmenge des von der dicken Schicht ausgestrahlten Lichts ist demnach gleich der Summe der eben gefundenen Ausdrücke für $E_1\, E_2 \ldots E_n$ oder gleich

$$E = A \cdot e\,\{(1 - A) + (1 - A)^2 + \ldots (1 - A)^{n-1}\}.$$

Der Ausdruck in der großen Klammer ist eine geometrische Reihe, deren Summe gleich $\frac{1 - (1 - A)^n}{A}$ ist. Die von einer dicken Gasschicht ausgestrahlte Lichtmenge wird daher endlich

$$E = [1 - (1 - A)^n]\, e\,.$$

Wir haben bis jetzt über die Art des Lichts gar keine Voraussetzung gemacht; wir wollen nun unseren Ausdruck für E für eine ganz bestimmte Wellenlänge λ_1 verstanden wissen und wollen daher an E, A und e die nähere Bezeichnung λ_1 als Index anhängen; dann schreibt sich die obige Gleichung:

$$E_{\lambda_1} = [1 - (1 - A_{\lambda_1})^n]\, e_{\lambda_1}.$$

Dieser Wellenlänge λ_1 soll für das in Frage tretende Gas gerade eine helle Linie entsprechen, so daß also E_{λ_1} einen recht großen Wert hat. Jetzt wollen wir auch den Ausdruck für eine andere Wellenlänge λ_2 schreiben, die sich von λ_1 nur sehr wenig unterscheiden soll, die also einem Spektralbezirke entspricht, der ganz dicht neben der hellen Linie liegt, selbst aber nur sehr wenig hell ist, so daß E_{λ_2} einen recht kleinen Wert hat. Es ist

$$E_{\lambda_2} = [1 - (1 - A_{\lambda_2})^n]\, e_{\lambda_2}.$$

Das Verhältnis $\frac{E_{\lambda_1}}{E_{\lambda_2}}$ ist das Lichtverhältnis der beiden benachbarten Spektralbezirke und stellt in unserem Falle den Kontrast der hellen Linie gegen ihre Umgebung dar. Je größer dieses Verhältnis wird, um so heller hebt sich die Linie von ihrer Umgebung ab. Führen wir die Division aus, so folgt:

$$\frac{E_{\lambda_1}}{E_{\lambda_2}} = \frac{[1 - (1 - A_{\lambda_1})^n]\, e_{\lambda_1}}{[1 - (1 - A_{\lambda_2})^n]\, e_{\lambda_2}}.$$

In diesem Ausdrucke sind immer sowohl A_{λ_1} als auch A_{λ_2} echte Brüche, also sind auch $1 - A_{\lambda_1}$ und $1 - A_{\lambda_2}$ echte Brüche. Je öfter man nun echte Brüche mit sich selbst multipliziert oder in je höhere Potenz man sie erhebt, um so kleiner wird der resultierende Bruch. Wäre z. B. $(1 - A_{\lambda_1})$ gleich $1/2$, so wäre $(1 - A_{\lambda_1})^2$ gleich $1/4$, $(1 - A_{\lambda_1})^4$ gleich $1/16$ usw.

Je größer demnach n wird, mit anderen Worten, je dicker die Gasschicht wird, um so mehr nähert sich $(1 - A_{\lambda_1})^n$ dem Werte Null; wird n unend-

lich, haben wir also eine unendlich dicke Gasschicht, so wird $(1 - A_{\lambda_1})^{\infty}$ tatsächlich 0. Wir können die Ausdrücke $(1 - A_{\lambda_1})$ und $(1 - A_{\lambda_2})$ mithin schließlich fortlassen, und es bleibt dann nur noch übrig:

$$\frac{E_{\lambda_1}}{E_{\lambda_2}} = \frac{e_{\lambda_1}}{e_{\lambda_2}}.$$

Übersetzen wir dieses mathematische Ergebnis in Worte, so heißt das nichts anderes als: „Wird die Schicht eines leuchtenden Gases immer dicker und dicker, so nähert sich das Helligkeitsverhältnis der beiden benachbarten Spektralteile immer mehr dem Helligkeitsverhältnis der beiden Spektralteile bei einem glühenden schwarzen Körper." Nun wissen wir aber erfahrungsgemäß, daß in dem kontinuierlichen Spektrum eines schwarzen Körpers der Helligkeitsunterschied zweier benachbarter Spektralteile kaum oder gar nicht mehr merklich ist; der bei dünner Schicht, wie oben angenommen, sehr starke Helligkeitsunterschied zwischen der Linie von der Wellenlänge λ_1 und ihrer nächsten Umgebung von der Wellenlänge λ_2 nimmt immer mehr ab, d. h. die Helligkeit von λ_2 nimmt immer mehr zu, je dicker die leuchtende Schicht wird. Wird aber die nächste Nachbarschaft einer hellen Linie immer heller, so wird die Linie immer breiter, gleichzeitig auch immer verwaschener, da, je weiter λ_2 entfernt ist, der Helligkeitsunterschied immer größer ist.

Es ist nun klar, daß bei fortgesetzter Multiplikation eines echten Bruches mit sich selbst das Resultat sich immer rascher der Null nähert, je kleiner der Bruch ist, je kleiner also in unserem Falle $(1 - A)$ oder je größer das Absorptionsvermögen A ist. Wir wissen aber, daß im allgemeinen A mit zunehmender Temperatur wächst, weil dies mit E der Fall ist; folglich wird die Verbreiterung der Linien bei zunehmender Schichtendicke um so rascher vor sich gehen, je heißer das betreffende Gas ist. Bei einer gewissen gleichbleibenden Schichtendicke wird demnach zunehmende Temperatur ebenfalls eine Verbreiterung bewirken, und das ist ein Umstand, der leider die in den Spektren von Himmelskörpern vielfach beobachteten Verbreiterungen der Linien nicht zu eindeutigen Schlüssen über die Konstitution der betreffenden himmlischen Objekte geeignet macht. Zeigt das Spektrum eines Fixsterns z. B. stark verbreiterte Linien, so folgt daraus, daß in der Atmosphäre dieses Gestirns das betreffende Gas entweder in einer sehr dicken Schicht oder in sehr hoher Temperatur auftritt, oder daß beide Umstände zusammenwirken. Erst durch Hinzuziehung anderer, meist recht komplizierter Betrachtungen gelingt es in einigen Fällen, eine Entscheidung zwischen den beiden oder den drei Möglichkeiten herbeizuführen.

Genauer betrachtet ist die erwähnte Unsicherheit sogar noch etwas größer. Die Stärke der Absorption oder Emission in einem Gase hängt in erster Annäherung von der Zahl der Moleküle ab, welchen der Lichtstrahl bei seinem Durchgange durch das Gas begegnet. Dasselbe also, was aus einer Vermehrung der Dicke der Gasschicht resultiert, muß auch erfolgen bei einer entsprechenden Druckvermehrung des Gases, durch welche in die

ursprüngliche Schicht eine größere Menge des Gases gepreßt wird. Demnach kann das Spektroskop nicht zwischen Volumen und Druck eines Gases unterscheiden.

Wir wollen noch einmal auf unsere Formel für das Intensitätsverhältnis der beiden Spektralgebiete $\frac{E_{\lambda_1}}{E_{\lambda_2}} = \frac{[1-(1-A_{\lambda_1})^n]\, e_{\lambda_1}}{[1-(1-A_{\lambda_2})^n]\, e_{\lambda_2}}$ zurückkommen.

Je größer n wird, oder je größer der Druck und die Temperatur der Gasschicht werden, um so geringer wird der Kontrast auch bei weiterer Entfernung der beiden Spektralgebiete, die Linien eines Gases verbreitern sich immer mehr, so daß sie zusammenfließen können und ein kontinuierliches Spektrum entsteht; die Gasstrahlung unterscheidet sich dann nicht mehr wesentlich von derjenigen eines festen Körpers. Schließlich, wenn n unendlich wird, erhält man ja $\frac{E_{\lambda_1}}{E_{\lambda_2}} = \frac{e_{\lambda_1}}{e_{\lambda_2}}$ auch für beliebig weit auseinanderliegende Spektralbezirke, und dann besagt der obige Ausdruck, daß bei einer Gasschicht von unendlicher Dicke das Verhältnis der Strahlungen dasselbe ist wie bei einem absolut schwarzen Körper.

Es ist hierdurch ein zweites Mittel gegeben, einen künstlichen absolut schwarzen Körper herzustellen, wenigstens mit gewisser Annäherung, da man ja unendlich dicke Schichten von Gasen nicht anwenden kann. Für die Praxis wird man hierbei natürlich Gase wählen, welche bereits möglichst große Absorptionskoeffizienten haben, und bei denen die Verbreiterung der Linien leicht erfolgt. Ein solches Gas scheint z. B. Wasserstoff zu sein. Viel wichtiger aber ist es, daß der obige Satz auch für die Leuchtflammen gilt, bei denen der Hauptteil der Emission von den glühenden, in den Flammen suspendierten Kohlenteilchen herrührt. Eine Flammendicke von einem Meter genügt bereits zur Hervorbringung einer Strahlung, die sich praktisch kaum noch von derjenigen des schwarzen Körpers unterscheidet.

Das Doppler-Fizeausche Prinzip. Im Jahre 1843 veröffentlichte der österreichische Physiker Doppler eine Abhandlung über das farbige Licht der Doppelsterne, in welcher er zu beweisen suchte, daß die häufig recht deutliche Färbung der Doppelsterne durch die Bewegung dieser Himmelskörper verursacht sei, indem bei einer von uns weg gerichteten Bewegung die ursprünglich weiße Farbe in Rot übergehe, bei einer auf uns zu gerichteten aber in Blau.

Wir wollen bei der Betrachtung des Dopplerschen Prinzips zunächst wieder die Schallphänomene zu Hilfe nehmen, besonders, da sich dieselben sehr leicht beobachten lassen, sobald man erst einmal darauf aufmerksam gemacht ist.

Wenn man im Eisenbahnzuge einen Bahnhof durchfährt, während gerade das Läutewerk des Bahntelegraphen in Tätigkeit ist, bemerkt man im Moment des Vorbeifahrens, daß der Ton der Glocken in sehr mißklingender Weise plötzlich heruntergeht. Dieselbe Erfahrung kann

man machen, wenn man neben der Bahn steht und eine Lokomotive pfeifend vorbeifährt; auch hierbei geht im Moment des Vorbeipassierens der Ton der Pfeife merklich herunter. Ja selbst beim Vorbeifahren eines in gutem Tempo befindlichen Radfahrers, der gerade klingelt, läßt sich das Herabgehen des Klingeltons deutlich erkennen. Die Erklärung dieser Erscheinung ist nicht schwierig.

Denken wir uns in einer Entfernung von 300 m von einer Tonquelle befindlich, die in der Sekunde genau 400 Schwingungen geben soll. Der Ton braucht zur Zurücklegung dieser Strecke genau 1 Sekunde. Bewegen wir uns nun mit einer beträchtlichen Geschwindigkeit, z. B. 30 m in der Sekunde (Schnellzugsgeschwindigkeit), auf die Tonquelle zu, so kommen wir den ankommenden Tonwellen entgegen, sie bewegen sich also relativ zu uns schneller als zu ruhenden Körpern, und zwar in diesem Beispiele um $^1/_{10}$ der ursprünglichen Geschwindigkeit. Während der Bewegung treffen also $^1/_{10}$ mehr Schwingungen unser Ohr, als während der Ruhe, d. h. nicht 400, sondern 440 in der Sekunde, und in diesem Verhältnisse ist natürlich der Ton höher geworden. Hätten wir uns von der Tonquelle mit gleicher Geschwindigkeit entfernt, so wäre die Zahl der Schwingungen um $^1/_{10}$ vermindert worden, betrüge also nur noch 360, und in diesem Verhältnis wäre der Ton tiefer geworden.

Eine einfache Überlegung zeigt, daß es hierbei ganz gleichgültig ist, ob wir uns selbst bewegen und die Tonquelle in Ruhe ist, oder ob umgekehrt sich die Tonquelle bewegt und wir selbst ruhen; es findet ganz allgemein eine Erhöhung des Tones statt, wenn die Entfernung zwischen Tonquelle und Beobachter kürzer wird, ein Heruntergehen, wenn die Entfernung wächst, und die Änderung des Tones hängt, wie gezeigt, allein ab von dem Verhältnis der Bewegungsgeschwindigkeit zur Schallgeschwindigkeit.

Ob dieses Gesetz auch zahlenmäßig stimmt, ist verschiedentlich geprüft worden. So hat man z. B. den Ton einer nahenden und sich entfernenden Lokomotivpfeife durch einen Musiker mit der Violine prüfen lassen und dabei gefunden, daß die entstehende Tonänderung tatsächlich dem Verhältnis von Lokomotiv- zu Schallgeschwindigkeit entsprach. Auch hat man zwei gleiche, sich dem Beobachter nähernde und sich von ihm entfernende Tonquellen durch rotierende Zahnräder hergestellt, deren Geschwindigkeit genau gemessen werden konnte. In diesen und ähnlichen Fällen hat sich die Richtigkeit der oben gegebenen Berechnung der durch die Bewegung der Tonquelle entstehenden Tonänderungen bestätigt.

Doppler hat nun sein optisches Prinzip aufgestellt, ohne dessen Gültigkeit bei den Schallwellen zu kennen. Wir wollen seine Darlegungen hier in modifizierter Weise geben. Sendet eine monochromatische Lichtquelle Licht von einer bestimmten Wellenlänge aus, und entfernt sie sich mit einer gewissen Geschwindigkeit von uns, so wird die Anzahl der den Beobachter treffenden Lichtwellen eine kleinere und die Farbe der Strahlung nähert sich mehr dem Rot. Die Änderung der Farbe ist um so stärker, je rascher die

Fortbewegung der Lichtquelle ist. Nähert sich dagegen die letztere, so findet genau das Umgekehrte statt, die Farbe geht mehr nach dem Violett über. Genau dasselbe tritt ein, wenn die Lichtquelle ruht, dagegen der Beobachter sich in Bewegung befindet.

Sendet nun die Lichtquelle weißes Licht aus, welches aus allen Strahlengattungen zusammengesetzt ist, so liegt die Sache wesentlich anders. Wenn sich in diesem Falle die Lichtquelle nähert, so ändert sich zwar jede Strahlengattung für sich durch Übergang nach dem Violett hin; zerlegt man aber das Licht durch das Spektroskop in die einzelnen Farben, so hat sich im Anblicke des Spektrums nichts geändert, da das Rot, welches zum Orange übergegangen ist, sich aus dem Ultrarot ergänzt und das überschüssige Violett in das unsichtbare Ultraviolett übergeht. Es ist tatsächlich also bis auf in normalen Spektren ganz geringe Intensitätsunterschiede im Spektrum gar keine Veränderung vor sich gegangen, auch durch etwaige Messungen ist nichts zu konstatieren, ebensowenig hat sich die Farbe der Lichtquelle geändert. Die ursprüngliche Dopplersche Schlußfolgerung auf die Farben der Doppelsterne ist also vollständig verfehlt, ganz abgesehen davon, daß, wie wir gleich sehen werden, ganz gewaltige Bewegungsgeschwindigkeiten vorhanden sein müßten, um selbst bei monochromatischem Lichte merkliche Farbenveränderungen zu bewirken. Das Verdienst, das Dopplersche Prinzip für die Wissenschaft, speziell für die Spektralanalyse nutzbar gemacht zu haben, gebührt dem französischen Physiker Fizeau, der zuerst darauf hinwies, daß, diesem Prinzip entsprechend, die sonst konstante Wellenlänge einer Spektrallinie geändert würde, damit auch die Ablenkung derselben im Spektroskop, und daß daher bei unverändertem Fortbestande des kontinuierlichen Spektrums die hellen oder dunklen Spektrallinien eine Verschiebung erführen.

Das Doppler-Fizeausche Prinzip läßt sich darnach dahin ausdrücken: „Findet zwischen einem Gestirn und dem Beobachter eine Annäherung statt, so werden seine sämtlichen Spektrallinien nach dem Violett hin verschoben; findet eine Vergrößerung der Entfernung statt, so erfolgt die Verschiebung nach dem Rot zu." Je größer die Geschwindigkeit ist, mit welcher die Entfernung sich ändert, um so stärker ist auch die resultierende Linienverschiebung im Spektrum.

Die Berechnung der Geschwindigkeit aus der gemessenen Verschiebung ist sehr einfach. Hat man z. B. an der Linie F, deren Wellenlänge λ 4860 beträgt, eine Verschiebung von 1,0 in derselben Einheit (Zehnmilliontel Millimeter der Wellenlänge) gemessen, so ergibt sich die dieser Verschiebung entsprechende Geschwindigkeit der Distanzänderung aus dem Bruche $\frac{300000 \times 1{,}0}{4860}$, wobei die Lichtgeschwindigkeit zu 300000 ^{km} in der Sekunde angenommen ist. Das würde in diesem Beispiele 62 ^{km} pro Sekunde ergeben. Es ist hieraus zu ersehen, daß selbst bei für unsere Begriffe ganz enormen Geschwindigkeiten die eintretenden Verschiebungen noch immer

sehr gering sind; denn der oben angenommene Betrag von 1,0 entspricht etwa nur einem Sechstel des Abstandes der beiden Natriumlinien.

Was die Beobachtung der Linienverschiebung im Spektrum angeht, so verfährt man hierbei im allgemeinen in der Art, daß gleichzeitig mit dem Gestirn, durch Einschaltung einer passenden Lichtquelle, das Spektrum eines Stoffes erzeugt wird, der auch im Stern enthalten ist. Am besten verwendet man hierzu das Eisen, da dessen Linien überaus zahlreich sind und in den Spektren sehr vieler Gestirne vorkommen; auch die Wasserstofflinien sind gut zu verwenden, da sie, mit ganz speziellen Ausnahmen, in den Spektren aller Himmelskörper vorhanden sind. Man mißt dann mit Hilfe einer der bereits angegebenen Meßmethoden die Distanz zwischen der irdischen und der entsprechenden zölestischen Linie.

Bis zum heutigen Tage ist es trotz zahlreicher Bemühungen nicht gelungen, einen wirklich einwandsfreien mathematischen Beweis für die Richtigkeit des Dopplerschen Prinzips zu finden. Man hat den Einfluß, den die Bewegung der Schwingungsquelle in dem schwingenden Medium auf die Quelle selbst ausübt, noch nicht berücksichtigen können, und es müssen die mathematischen Entwicklungen immer auf Formeln aufgebaut werden, die zwar sehr plausibel sein können, aber doch immerhin Hypothesen bleiben. Dafür haben aber die experimentellen Beweise durch die Messung der Linienverschiebung bei zölestischen Objekten in den letzten Jahren einen derartigen Umfang und eine solche Sicherheit erfahren, daß irgend ein Zweifel an der Anwendbarkeit des Dopplerschen Prinzips auf die im Weltall vorkommenden Geschwindigkeiten nicht mehr vorhanden ist. Diese experimentellen Beweise lassen sich leicht führen durch die Messung von Geschwindigkeiten nach dem Dopplerschen Prinzip, die auch auf anderem Wege ermittelt werden können, z. B. durch die Rotation der Sonne oder durch die Bewegung unserer Erde um die Sonne. Genaueres hierüber ist im zweiten Teile dieses Buches nachzusehen.

Weitere Theorien.

Gesetzmäßigkeiten in der Verteilung der Spektrallinien. Der Umstand, daß die Gase nur für ganz spezielle Wellenlängen merkliches Emissionsvermögen besitzen, also Linienspektra geben, läßt erwarten, daß in dieser Beziehung Gesetzmäßigkeiten vorhanden sind, daß die Wellenlängen der Linien mit irgend anderen chemischen oder physikalischen Eigenschaften in Zusammenhang zu bringen sein müßten. Da nur für die speziellen Wellenlängen der Linien in einem Gase Schwingungen auftreten können, liegt es z. B. nahe, einen Zusammenhang mit dem Atomgewichte der Elemente oder mit ihrer Stellung in der Mendelejeffschen Reihe zu vermuten. Daß durch das Auffinden eines solchen Zusammenhangs die wertvollsten Schlüsse auf die Konstitution der verschiedenen Elemente zu erwarten wären, liegt auf der Hand; aber trotz aller Bemühungen in dieser Richtung sind nur wenige sichere Resultate bisher erhalten worden. Dagegen ist es ge-

lungen, Gesetzmäßigkeiten in der Verteilung gewisser Linien verschiedener Elemente aufzufinden, deren physikalische Deutung aber bisher nicht möglich war.

Auf den ersten Anblick findet man bei Betrachtung der Spektra der Elemente wenig, was an Gesetzmäßigkeit erinnern könnte. Gewöhnlich scheinen die Linien, starke und schwache, gänzlich nach dem Zufall verteilt zu sein, nur fällt sehr auf, daß die Zahl der Linien in dem blauen und violetten Teile des Spektrums meistens viel größer ist als im roten und gelben Teile. Das Linienspektrum der Sonne ist ein Gemisch der Spektra der verschiedensten Elemente, und gerade bei ihm ist die Zunahme der Liniendichtigkeit nach dem Violett zu besonders auffallend.

Bei genauerer Betrachtung fallen aber doch gewisse Gesetzmäßigkeiten auf. So folgen sich z. B. beim Wasserstoff die Linien von Rot beginnend nach Violett ganz regelmäßig in immer kürzeren Intervallen, bis sie schließlich im Ultraviolett, ganz dicht zusammenliegend, plötzlich aufhören. Manche Elemente besitzen auffallende zweifache oder dreifache Liniengruppen, die in allen Teilen des Spektrums immer wiederkehren. Ganz besonders auffallend sind die Bändergruppen gewisser chemischer Verbindungen, z. B. der Kohlenwasserstoffe; aber auch einfache Elemente, wie z. B. der Sauerstoff, liefern Bänder, in denen die Linienverteilung zweifellos eine gesetzmäßige ist.

Schon im Jahre 1885 wurde von Balmer die für die Aufeinanderfolge der Wasserstofflinien geltende, äußerst einfache mathematische Form aufgefunden. Bezeichnet man die Wellenlänge der Wasserstofflinien mit λ, mit λ_0 die Wellenlänge 3647,2, so lautet die Balmersche Formel

$$\lambda = \lambda_0 \cdot \frac{n^2}{n^2 - 4},$$

wenn für die einzelnen Wasserstofflinien der Reihe nach die Zahlen 3, 4, 5... statt n gesetzt werden. Die Übereinstimmung zwischen den gemessenen und den nach dieser Formel berechneten Wellenlängen der Wasserstofflinien ist eine so vollkommene, wie nach der Messungsgenauigkeit nur zu erwarten ist. In dem folgenden Täfelchen sind die beobachteten und die berechneten Wellenlängen nebeneinander gestellt.

Linie	Beob.	Rechn.	n
Hα	6565,0	6565,0	3
β	4862,9	4862,9	4
γ	4342,0	4341,9	5
δ	4103,1	4103,1	6
ε	3971,4	3971,4	7
ζ	3890,3	3890,3	8
η	3836,8	3836,7	9
ϑ	3799,2	3799,2	10
ι	3771,9	3771,9	11
$\varkappa$	3751,3	3751,4	12
λ	3735,3	3735,6	13
μ	3722,8	3723,2	14
ν	3712,9	3713,2	15

Die letzte beobachtete Linie liegt bei λ 3661; sie entspricht der Balmerschen Linie λ 3661, welche für $n = 31$ folgt.

Das theoretische Ende der Serie tritt für $n = \infty$ bei λ 3647 ein.

Der Wasserstoff ist als das einfachste unserer bis jetzt gefundenen Elemente bekannt, da sein Atomgewicht das kleinste ist. Es war daher nicht zu erwarten, daß bei den Linien anderer Elemente ebenso

einfache Beziehungen existieren würden, und dies ist auch in der Tat nicht der Fall. Den Physikern Runge, Kayser und Rydberg ist es nun gelungen, ähnliche, aber doch beträchtlich kompliziertere Beziehungen bei anderen Elementen aufzufinden, und zwar sämtlich von derselben Form. Im allgemeinen fügen sich dem gefundenen Gesetze aber nicht alle Linien desselben Stoffes ein.

Diese Gesetzmäßigkeit erfüllt natürlich, wie auch schon die Balmersche Formel, die Bedingung, daß die Linien nach dem Violett zu immer enger zusammenstehen; nach Kayser und Runge lautet sie:

$$\frac{1}{\lambda} = A + Bn^{-2} + Cn^{-4},$$

wo A, B, C zu bestimmende Konstanten sind, und man bezeichnet diejenigen Linien eines Elements, welche sich einer solchen Formel anschließen, als zu einer Serie gehörig. Bei vielen Elementen ist ein größerer Teil der bekannten Linien nicht in eine solche Serie einzuordnen; es scheint, daß bei sonst verwandten Elementen um so mehr Linien sich in Serien einordnen lassen, je niedriger der Schmelzpunkt eines Elements liegt. So gehören z. B. beim Lithium (Schmelzpunkt 180°) alle Linien zu Serien, beim Baryum dagegen (Schmelzpunkt 850°) keine einzige.

Die Kayser-Rungesche Seriengleichung ist als eine Erweiterung der Balmerschen Formel anzusehen; denn schreibt man letztere ebenfalls für den reziproken Wert der Wellenlänge, also für $\frac{1}{\lambda}$ = der Schwingungszahl — da im leeren Raume die Lichtgeschwindigkeit für alle Wellenlängen dieselbe ist, so erhält man durch Division der Wellenlänge in diese Geschwindigkeit die Zahl der Schwingungen; als Einheit hierfür nimmt man gewöhnlich die Zahl der Schwingungen, die auf einem Lichtweg von 1^{cm} stattfinden, also in $^1/_{30\,000\,000\,000}$ Sekunde — hin, so folgt:

$$\frac{1}{\lambda} = z - 4zn^{-2}.$$

Es ist also der Balmerschen Formel nur ein weiteres Glied hinzugefügt, wobei aber zu bedenken ist, daß zwischen A und B nicht eine einfache Beziehung besteht, wie in der Balmerschen Formel.

Die Formel von Rydberg lautet:

$$\frac{1}{\lambda} = A + \frac{B}{(m+\mu)^2},$$

wo m alle Werte von 1 an durchläuft. Rydberg hat zwar angenommen, daß B bei allen Elementen und Serien denselben Wert hat; es ist dies aber nur genähert der Fall, wie auch bei der Formel von Kayser und Runge. Die Darstellung der beobachteten Wellenlängen der Linien ist bei beiden Formeln ziemlich gleich gut, nur bei den größeren Wellenlängen scheint die Rydbergsche Formel etwas weniger zu passen. Wir werden im folgenden

nur die Kayser-Rungesche Formel benutzen. Es ist zu beiden Formeln zu bemerken, daß sie zunächst nur formalen, interpolatorischen Charakter besitzen, nicht aber physikalische Bedeutung; die letztere ist eben noch nicht bekannt. Allzuweit sind sie von der wahren Form vielleicht nicht entfernt, wie ihr Zusammenhang mit der einfacheren Balmerschen Formel lehrt, die für den einfachsten Fall der atomistischen Struktur strenge Gültigkeit zu haben scheint.

Man unterscheidet zwischen einer Hauptserie und zwei oder mehreren Hilfsserien, deren Linien durch gewisse Eigenschaften von einander differieren. Die Linien der Hauptserie sind alle scharf und erscheinen leicht umgekehrt, d. h. bei der Verdampfung des betreffenden Elements im elektrischen Bogen findet leicht Absorption in den kälteren äußeren Teilen des Bogens statt und die helle Emissionslinie zeigt eine dunkle Linie in ihrer Mitte. Die Linien der ersten Hilfsserie sind kräftig und verwaschen, außerdem ebenfalls leicht umkehrbar. Die Linien der zweiten Hilfsserie sind schwach, scharf oder nur einseitig verwaschen und erscheinen niemals umgekehrt. Bei vielen Elementen besteht die Hauptserie, zuweilen auch die Nebenserien, aus engen Linienpaaren. Je höher das Atomgewicht eines Elements ist, um so kleiner ist A, d. h. um so mehr liegt der Anfangspunkt der Serien nach dem Violett zu; das Fehlen der Serien in den Elementen mit hohem Atomgewicht, wie z. B. Baryum, kann daher vielleicht ein scheinbares sein, indem die Serien so weit im Ultraviolett liegen, daß sie bisher nicht haben gesehen werden können. Die Konstante B hat fast überall nahe denselben Wert.

Im nächsten Kapitel werden wir vielfach auf die Serienbildung der Linien zurückkommen.

Das Zeemannsche Phänomen. Der holländische Physiker Zeemann hat die Beobachtung gemacht, daß die von einer Bunsenflamme erzeugten Natriumlinien eine gewisse Verbreiterung erfahren, sobald die Bunsenflamme in ein kräftiges magnetisches Feld gebracht wird. Es gelang ihm, durch besondere Versuchsanordnungen nachzuweisen, daß diese Verbreiterung nicht mit etwaigen durch das magnetische Feld verursachten Druck- oder Temperatursteigerungen zusammenhängt, sondern daß hier eine unmittelbare Einwirkung der magnetischen Kräfte auf die Lichtschwingungen stattfindet. Eine Erklärung für diese Einwirkung fand Zeemann in einer von Lorentz gegebenen Erweiterung der Maxwellschen elektromagnetischen Lichttheorie. In dieser Theorie wird, im Gegensatze zu der Undulationstheorie, angenommen, daß in allen Körpern in Verbindung mit den Atomen kleine elektrisch geladene Teilchen (Jonen) von einer bestimmten Masse vorhanden sind, und daß alle elektrischen Erscheinungen abhängig sind von der Konfiguration und Bewegung dieser Jonen, und daß die Lichtschwingungen Schwingungen dieser Jonen sind. Dann bestimmen also die elektrische Ladung, Konfiguration und die Bewegung der Jonen vollständig den Zustand des Äthers. Bewegen sich diese Jonen in einem magnetischen Felde, so wirken die mag-

netischen Kräfte mechanisch auf sie ein und bewirken Änderungen der Schwingungsperiode und zwar in der Weise, daß die Kanten der resultierenden Spektrallinien zirkular polarisiert sein müssen. (Siehe S. 32.)

Aus der mathematischen Behandlung dieser Anschauungen ergibt sich nun, daß bei genügender Feinheit der Spektrallinien und bei sehr starken magnetischen Kräften es nicht bei einer Verbreiterung der Linien bleibt, sondern daß sich dieselben in mehrere Komponenten teilen müssen. Wird das Licht in der Richtung der Kraftlinien des Magnets ausgesendet, so wird eine Spektrallinie in zwei Linien zerlegt, von denen die eine links, die andere rechts zirkular polarisiert ist. Wird aber das Licht senkrecht zur Richtung der Kraftlinien emittiert, so zerfällt die Spektrallinie in drei Komponenten, von denen die mittlere unpolarisiert ist, während die beiden äußeren Komponenten geradlinig polarisiertes Licht mit senkrecht zueinander stehenden Polarisationsebenen geben. (Unter Kraftlinien versteht man Linien, welche in jedem Punkte in der Richtung der magnetischen Kraft liegen; sie lassen sich durch Eisenfeilspäne auf einem Papierblatte, unter welchem sich ein Magnet befindet, leicht zur Anschauung bringen.)

Während nun Zeemann mit seinen verhältnismäßig geringen Hilfsmitteln diese theoretischen Folgerungen durch die Beobachtung vollständig bestätigt fand, konnte der französische Physiker Cornu mit verfeinerten Beobachtungsmethoden im allgemeinen zwar die Zeemannschen Beobachtungen bestätigen, jedoch auch eine Abweichung konstatieren. Unter dem Einflusse des magnetischen Feldes zerfällt nämlich bei senkrecht zu den Kraftlinien emittiertem Lichte die Spektrallinie nicht in drei, sondern in vier Komponenten, symmetrisch zur ursprünglichen Mitte. Die beiden äußeren Komponenten sind parallel zu den Kraftlinien polarisiert, die beiden inneren senkrecht hierzu.

Cornu hält überhaupt die Lorentzsche Theorie nicht für notwendig zur Erklärung des Zeemannschen Phänomens, sondern hat, allerdings ohne mathematische Begründung, die folgende Erklärung gegeben, die allein auf den bekannten Polarisationsgesetzen beruht:

1. Ein Strahl gewöhnlichen Lichtes ist die Übereinanderlagerung zweier gleich starker, aber rechtwinklig zu einander polarisierter Strahlen.
2. Ein eben polarisierter Strahl ist die Übereinanderlagerung zweier gleich starker, aber gegen einander umgekehrt zirkular polarisierter Strahlen,

sowie auf der folgenden Definition:

3. Eine magnetische Kraftlinie entspricht der Achse eines Solenoids, dessen Südpol links von der Stromrichtung liegt.

Cornu nimmt an, daß die Wirkung eines magnetischen Feldes auf die Lichtemission dahin geht, die geradlinigen Schwingungskomponenten, die einer Weiterverbreitung durch Wellen, die in einer zur Stromrichtung des Solenoids parallelen Richtung zirkular polarisiert sind, fähig sind, zu zer-

legen. Die Schwingungen, welche in der Stromrichtung des Solenoids verlaufen, werden beschleunigt, diejenigen in der umgekehrten Richtung werden verzögert. Um diese Erklärung auch auf die Teilung in vier Komponenten anzuwenden, ist zu supponieren, daß auch die Komponente parallel zur Richtung der Kraftlinien verdoppelt und daß gleichzeitig die Periode dieser beiden Teile verzögert resp. beschleunigt wird.

Das Zeemannsche Phänomen lehrt, daß unter dem Einflusse magnetischer Kräfte Zerlegungen von Spektrallinien stattfinden, deren Größe von der Stärke der magnetischen Kräfte abhängig ist. Vorläufig ist die Zeemannsche Entdeckung von größter Wichtigkeit für Studien, welche sich mit dem Zusammenhange von Licht und Elektrizität befassen, eine direkte Anwendung auf die Probleme der Astrophysik ist noch nicht gemacht worden; doch darf man es durchaus nicht als ausgeschlossen betrachten, daß sie auch für diese einmal von großer Bedeutung werden kann.

Die anomale Dispersion. Die Gase haben im allgemeinen ein sehr geringes Dispersionsvermögen, wie das ja auch selbstverständlich erscheint, wenn man ihre geringe Dichte gegenüber den gewöhnlichen dispergierenden Mitteln, wie z. Glas, betrachtet. Einige Gase besitzen aber, im Gegensatze zum Glase, ein ganz unregelmäßiges Dispersionsvermögen. Dasselbe ist für den bei weitem größten Teil der Wellenlängen verschwindend gering, erreicht aber in der Nähe der Spektrallinien, also da, wo das Absorptionsvermögen plötzlich sehr stark wird, ebenfalls sehr hohe, beim Natrium ganz überraschend hohe Werte. Um die Versuchsanordnung, vermittels welcher diese anomale Dispersion erkannt und gemessen werden kann, verstehen zu können, müssen wir erst folgende Betrachtung anstellen.

Eine kleine leuchtende Fläche, z. B. eine Flamme, werde vermittels einer Linse auf den Spalt eines Spektroskops projiziert. Dann ist es klar,

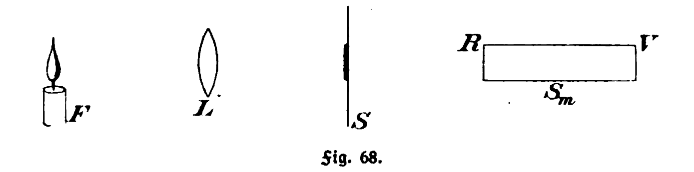


Fig. 68.

daß die Höhe des entstehenden Spektrums genau der Strecke entspricht, auf welcher der Spalt beleuchtet ist, also genau dem Durchmesser des projizierten Flammenbildes. (Siehe die schematische Fig. 68, in welcher F die Flamme, L die Linse, S den Spalt, auf dem die Länge des projizierten Bildes durch die Verdickung angegeben ist, und Sm das Spektrum bedeutet.)

Setzt man nun vor den Spalt ein Prisma, dessen Achse aber senkrecht zum Spalte steht, also auch senkrecht zu den Achsen der Spektroskopprismen, so tritt eine ganz andere Erscheinung ein. Durch dieses vorgesetzte Prisma werden die von der Flamme kommenden Strahlen bereits vor dem Spektro-

skop zerlegt, und zwar parallel zum Spalte, so daß z. B. oben das rote Flammenbild liegt, unten das violette, dazwischen die anderen Flammenbilder in kontinuierlicher Aufeinanderfolge der Spektralfarben. Vom oberen Teile des Spaltes entsteht also der entsprechend breite rote Teil des Spektrums, vom unteren der entsprechende violette; folglich liegen die einzelnen Spektralteile nicht mehr in einem horizontalen Streifen, sondern in einem schrägen Streifen, wie Fig. 69 schematisch zeigt.

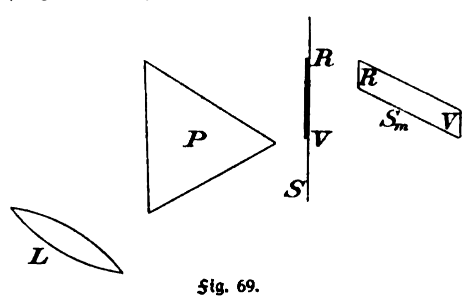


Fig. 69.

An der Schrägstellung des Spektrums kann man nunmehr den Einfluß der bereits vor dem Spalte stattfindenden Dispergierung des Lichtes erkennen und messen.

Will man nun die Dispersion eines Gases beobachten, so braucht man nur das bis jetzt benutzte Glasprisma vor dem Spalte durch ein Prisma aus dem betreffenden Gase zu ersetzen. Einigermaßen exakte Gasprismen herzustellen, bietet aber überaus große technische Schwierigkeiten. Mit Natriumdampf, der überhaupt die größte anomale Dispersion besitzt, läßt sich indessen ein zwar stets seine Dimensionen wechselndes Prisma leicht herstellen. Man braucht nur ein Stückchen Natrium auf einem Löffelchen brennen zu lassen; es entsteht dann eine kegelförmige Flamme mit der Spitze nach oben, und diese Flamme, vor den Spalt gesetzt, wirkt wie ein Prisma aus glühendem Natriumdampf. Die hierbei auftretenden Erscheinungen sind schon von Becquerel beobachtet worden, während im Jahre 1901 eine sehr vollkommene Darstellung derselben von Julius gegeben ist. Die Fig. 70 zeigt die Deformationen, welche bei der oben angegebenen Versuchsanordnung am Orte der beiden D-Linien des Natriums auftreten im kontinuierlichen Spektrum G G. Dabei ist stets das Gesetz erfüllt, daß die Brechungsexponenten in der Nachbarschaft der Absorptionslinien außerordentlich zunehmen, wenn sich die Wellenlänge durch allmähliche Zunahme derjenigen der absorbierten Schwingungen nähert. Bei Abnahme dagegen nehmen auch die

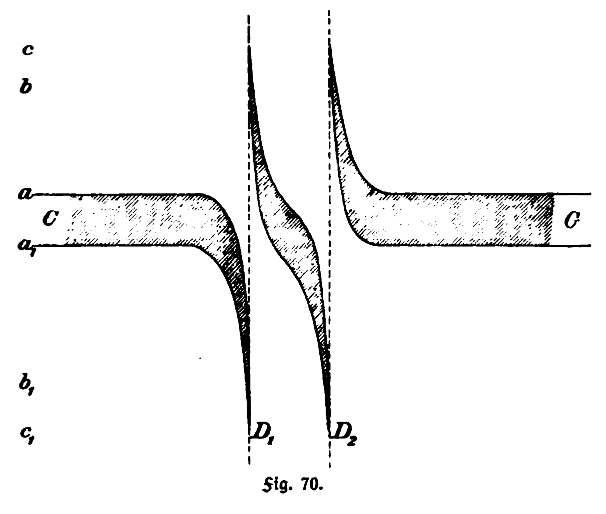


Fig. 70.

Brechungskoeffizienten sehr schnell ab. Die anomale Dispersion ist sowohl für die verschiedenen Elemente sehr verschieden, als auch für die Linien desselben Elements, so läßt sich z. B. deutlich erkennen, daß sie für die D_2-Linie des Natriums stärker ist als für D_1. Theoretisch muß sie bei allen Linien vorhanden sein, praktisch gefunden ist sie bisher aber außer bei Natrium nur noch bei Kalium, Tellur und Lithium.

Achtes Kapitel.

Die Spektra der Elemente.

Wir haben gelernt, daß die Spektra der Elemente im gasförmigen Zustande, ferner auch die Spektra derjenigen gasförmigen chemischen Verbindungen, welche bei den hohen Temperaturen, die zur Hervorbringung der Lichtemission notwendig sind, nicht in ihre Bestandteile zerfallen, charakteristisch sind, so daß aus den Spektren auf die Anwesenheit von Grundstoffen, resp. deren Verbindungen in der untersuchten Lichtquelle geschlossen werden kann, womit die ursprüngliche Hauptaufgabe der Spektralanalyse gelöst ist.

Die besonders in den beiden letzten Jahrzehnten angestellten sorgfältigen Untersuchungen über die Spektra der Elemente haben nun ergeben, daß die Verhältnisse aber durchaus nicht so einfach liegen, als man früher geglaubt hat. Die Art des Spektrums ist zwar stets charakteristisch für ein bestimmtes Element; aber die meisten Elemente, oder vielleicht alle, besitzen nicht ein charakteristisches Spektrum, sondern verschiedene, je nach der Art der Leuchterregung. Die Verschiedenheiten können so weit gehen, daß ein Element zwei oder noch mehr Spektra besitzt, die untereinander gar keine Ähnlichkeit haben; in andern Fällen bleiben mehr oder weniger große Ähnlichkeiten bestehen, indem gewisse Linien den beiden Spektren gemeinsam sind, während andere für jede Art der Spektra charakteristisch bleiben, und in wieder anderen Fällen beschränken sich die Unterschiede hauptsächlich nur auf die Intensitäten der Linien.

Es gibt vier verschiedene Arten von Leuchterregungen, die in wesentlichen Punkten voneinander verschieden sind und je nach der Natur der Elemente verwendet werden können. Diejenigen Elemente, welche schon bei niederen Temperaturen gasförmig sind, oder deren Siedepunkt niedrig liegt, z. B. Wasserstoff, Stickstoff, Quecksilber, Natrium, können in den Geißlerschen Röhren zum Leuchten gebracht werden, indem sie bei mehr oder weniger starken Verdünnungen für stark gespannte elektrische Ströme leitend werden — in gewissen Sinne —. Die äußere Temperatur der Gase kann hierbei ziemlich tief liegen, jedenfalls beträchtlich unterhalb der eigentlichen Glühtemperatur. Die Elemente, deren Verdampfung höhere Temperaturen

erfordert, aber noch innerhalb der Grenzen von Flammen, speziell der Bunsenflamme, emittieren, sobald sie in merklichen Mengen in diese Flammen gebracht werden, z. B. Natrium, Kalium. Zur Verflüchtigung und Leuchterregung der Elemente nun, deren Siedepunkt oberhalb der Flammentemperaturen liegt, genügt nur der elektrische Bogen oder Funke. Den hierbei erzeugten Temperaturen widersteht keins der bisher bekannten Elemente. Bogen und Funke sind eigentlich identisch, nur kann man in letzterem durch die Einschaltung von Leidener Flaschen die Stromdichte ungemein verstärken gegenüber dem Bogen.

Man hat früher die Unterschiede der Spektra desselben Stoffes je nach der Leuchterregung allein dem Einflusse der Temperatur zugeschrieben; später hat man erkannt, daß bei der elektrischen Leuchterregung sehr komplizierte Verhältnisse vorliegen, deren Erkenntnis aber noch ganz unvollständig ist; trotzdem haben viele Physiker die Beziehungen der Veränderungen in den Spektren zur Temperatur gänzlich in Abrede gestellt, ohne irgend einen positiven Ersatz bieten zu können. Erst in neuester Zeit scheint die moderne Elektronentheorie etwas Licht in dieses dunkle Gebiet der Physik zu werfen; es ist indessen noch nicht möglich, an dieser Stelle darauf einzugehen. Nur soviel sei erwähnt, daß man wieder mehr als früher geneigt ist, der Temperatur einen wesentlichen Einfluß zuzuschreiben, ja gewisse Beobachtungen sprechen dafür, daß sogar die Lichtemission der Gase mit der Kirchhoffschen Funktion in naher Beziehung steht.

Unter allen Umständen bleiben aber die Strahlungsverhältnisse der durch Elektrizität zum Leuchten gebrachten Gase sehr kompliziert, da weder der Funke noch der Lichtbogen in sich homogen ist. Im Inneren sind Dichtigkeit der Gase und auch die Temperatur höher als in den äußeren Partien; außerdem existieren eigentlich nur Vermutungen über die Veränderungen in beiden Lichtquellen, je nachdem der elektrische Zustand durch diejenigen Mittel variiert wird, die geeignet sind, starke Veränderungen der Spektra, wie Einschaltung von Leidener Flaschen oder Erzeugung der Selbstinduktion zu bewirken.

Die Variation der Spektra vermehrt die Schwierigkeiten, welche der Aufdeckung des Zusammenhanges zwischen den Spektren der Elemente und deren anderen physikalischen Charakteren entgegenstehen, ganz bedeutend, während sie andererseits für alle theoretischen Betrachtungen später einmal fördernd sein wird, allerdings erst dann, wenn die Spektra ihrer ganzen Ausdehnung nach unter den verschiedensten Leuchtbedingungen untersucht und bekannt sind. Eine einheitliche Untersuchung der Spektra von nahezu allen bekannten Elementen existiert bisher nur für die Funkenspektra, und auch diese umfaßt nicht das ganze untersuchbare Spektralgebiet, sondern beschränkt sich auf den brechbareren Teil bis zur Wellenlänge λ 4710; sie ist von Exner und Haschek ausgeführt worden, und auf sie beziehen sich in den folgenden Zusammenstellungen alle Angaben über Funkenspektra, sofern nicht ausdrücklich andere Autoren genannt sind. Zum Verständnis des folgenden ist es erforderlich, kurz auf das sogenannte natürliche System der

Elemente einzugehen; eine ausführlichere Orientierung ist mit Hilfe eines neueren Lehrbuchs der Chemie leicht zu erlangen.

Die maßgebende Charakteristik der Elemente ist das Atom- oder Verbindungsgewicht, d. h. diejenige Verhältniszahl, welche angibt, wieviele Gewichtsteile der verschiedenen Elemente im gasförmigen Zustande sich zu chemischen Verbindungen vereinigen können. Der Wasserstoff hat das kleinste Atomgewicht aller Elemente; man hat es daher mit 1 bezeichnet, so daß die Atomgewichte aller anderen Elemente größere Zahlen sind. Wenn z. B. das Atomgewicht von Sauerstoff 16, dasjenige von Blei 207 ist, so besagt dies, daß sich nur 16 Gewichtsteile Sauerstoff mit 207 Gewichtsteilen Blei vereinigen können, oder Vielfache hiervon, z. B. $2 \times 16 = 32$ Teile Sauerstoff mit 207 Teilen Blei, niemals aber unter beliebigen anderen Verhältnissen. Wir werden hier der Einfachheit halber die Atomgewichte immer in ganzen Zahlen angeben; in Wirklichkeit sind es nicht so einfache Verhältniszahlen, wenngleich sich nicht leugnen läßt, daß sie mit wenigen Ausnahmen ziemlich nahe bei ganzen Zahlen liegen. Man hat lange Zeit geglaubt, daß die Abweichungen von den ganzen Zahlen nur durch Fehler in den Bestimmungen der Atomgewichte verursacht seien oder durch Verunreinigungen der betreffenden Substanzen, und daß alle Elemente nur durch die Zusammenschließung der Wasserstoffatome entständen, indem letztere der eigentliche Grundstoff der Materie seien. So sollte z. B. Sauerstoff aus 16 Wasserstoffatomen, Blei aus 207 bestehen. Als sich das Atomgewicht des Chlor in unzweifelhafter Weise als nahe 33,5 herausstellte, konnte man sich mit der Annahme helfen, daß der Wasserstoff selbst bereits aus zwei Atomen des Grundelements zusammengesetzt sei und die übrigen Elemente hauptsächlich aus Vielfachen dieser Doppelatome beständen, in einzelnen Fällen, wie beim Chlor, aber auch aus ungeraden Vielfachen der Einzelatome. Die Ansicht, daß der Wasserstoff das Grundelement sei, ist auch heute noch vielfach verbreitet; aber man stellt sich die Bildung der übrigen Elemente durchaus nicht mehr in so einfacher Weise vor wie früher, jedenfalls nicht in dem Sinne, daß das Atomgewicht ohne weiteres die Zahl der Atome eines Grundelementes angäbe. So kann es vorkommen, daß zwei differente Elemente sich in ihren Atomgewichten um viel weniger als eine Einheit unterscheiden, wofür ein interessantes Beispiel die Elemente Nickel und Kobalt bieten. Nach den neuesten Bestimmungen soll Kobalt das Atomgewicht 59,0, Nickel 58,7 besitzen, nach anderen Ermittelungen liegen die Atomgewichte noch näher zusammen, so daß sich nicht entscheiden läßt, welches der beiden Metalle das höhere besitzt. Und doch hat man es hier mit zwei Elementen zu tun, die trotz vielfacher Ähnlichkeiten durch ganz bestimmte Charaktere sich unterscheiden.

Es ist heute als eine feststehende Tatsache zu betrachten, daß jedem Elemente ein unveränderliches, ganz bestimmtes Atomgewicht zukommt, und daß sich die Materie nicht in beliebiger, etwa kontinuierlich verlaufender Weise zu den Elementen zusammenfügen kann, daß es also nicht unendlich

viele Elemente gibt, sondern daß die Materie gezwungen ist, sich diskontinuierlich in ganz bestimmten Verhältnissen zu vereinigen, so daß von dem einen derartigen Vereinigungspunkte bis zum nächsten keine weiteren Zusammenfügungen möglich sind. Das läßt sich in anderen Worten als folgender Grundsatz des Aufbaues unserer Materie hinstellen: Das Atomgewicht ist das unveränderliche und charakteristische Argument, von dem allein alle chemischen und physikalischen Eigenschaften der sämtlichen Elemente abhängen. Dieser Satz ist nun von äußerster Wichtigkeit; denn es ergibt sich aus ihm ohne weiteres, daß, wenn das Gesetz bekannt wäre, nach dem die Atomgewichte entstehen, wir in der Lage wären, alle Elemente, welche die Natur hervorbringen kann (nicht zu verwechseln mit denjenigen, welche als vorhanden bekannt sind), im voraus anzugeben, nebst ihren sämtlichen Eigenschaften. Von dieser Kenntnis kann aber noch gar keine Rede sein; von dem herrschenden Grundgesetz haben wir noch keine Ahnung, und doch ist uns statistisch bereits so viel bekannt, daß wir von dem praktischen Endziel dieser Untersuchungen nicht allzuweit entfernt sind.

Wenn man die chemischen Elemente nach ihren Atomgewichten ordnet, so bemerkt man, daß damit eine kontinuierliche Änderung der meisten chemischen und physikalischen Eigenschaften verbunden ist, entweder durchweg ansteigend oder absteigend oder aber auch vom Ansteigen übergehend in Absteigen und umgekehrt. Endlich tritt jedoch bei einer nur sehr kleinen Zunahme des Atomgewichts eine plötzliche Änderung der Eigenschaften ein, ein Zurückschlagen, so daß nunmehr wieder Ähnlichkeit mit dem Anfangselemente vorhanden ist: die Änderung der Eigenschaften geht also periodisch vor sich. Von diesen periodischen Änderungen werden hauptsächlich folgende Eigenschaften betroffen: Die Valenz oder Wertigkeit der Elemente bei den Verbindungen mit Sauerstoff und Wasserstoff; das Atomvolumen; das spezifische Gewicht; die Dehnbarkeit; die Schmelzbarkeit usw. und, wie wir sehen werden, gewisse spektrale Eigenschaften.

Die Zahl der Elemente, welche zu einer Periode gehören, beträgt entweder 8 oder 19. Mendelejeff hat nach diesen Gesichtspunkten sein natürliches periodisches System der Elemente aufgestellt, in welchem jedoch noch viele Lücken vorkommen, was aber selbstverständlich erscheint, da uns noch lange nicht alle existierenden Elemente bekannt sind. Wie naturgemäß diese Einteilung aber ist, geht am besten daraus hervor, daß es möglich gewesen ist, durch systematische Forschung auf Grund der aus der Tabelle vorauszusetzenden Eigenschaften einige bis dahin unbekannte Elemente zu entdecken.

Der Wasserstoff, dessen Atomgewicht das kleinste aller bekannten Elemente ist und deshalb zu 1 angesetzt wird, läßt sich nicht ohne weiteres in das natürliche System einreihen. Es kommt dies wahrscheinlich daher, daß noch eine ganze Reihe von leichteren Elementen existiert, die wir aber nicht kennen, und mit denen der Wasserstoff eine besondere Periode

Elemente einzugehen; eine ausführlichere Orientierung ist mit Hilfe eines neueren Lehrbuchs der Chemie leicht zu erlangen.

Die maßgebende Charakteristik der Elemente ist das Atom- oder Verbindungsgewicht, d. h. diejenige Verhältniszahl, welche angibt, wieviele Gewichtsteile der verschiedenen Elemente im gasförmigen Zustande sich zu chemischen Verbindungen vereinigen können. Der Wasserstoff hat das kleinste Atomgewicht aller Elemente; man hat es daher mit 1 bezeichnet, so daß die Atomgewichte aller anderen Elemente größere Zahlen sind. Wenn z. B. das Atomgewicht von Sauerstoff 16, dasjenige von Blei 207 ist, so besagt dies, daß sich nur 16 Gewichtsteile Sauerstoff mit 207 Gewichtsteilen Blei vereinigen können, oder Vielfache hiervon, z. B. $2 \times 16 = 32$ Teile Sauerstoff mit 207 Teilen Blei, niemals aber unter beliebigen anderen Verhältnissen. Wir werden hier der Einfachheit halber die Atomgewichte immer in ganzen Zahlen angeben; in Wirklichkeit sind es nicht so einfache Verhältniszahlen, wenngleich sich nicht leugnen läßt, daß sie mit wenigen Ausnahmen ziemlich nahe bei ganzen Zahlen liegen. Man hat lange Zeit geglaubt, daß die Abweichungen von den ganzen Zahlen nur durch Fehler in den Bestimmungen der Atomgewichte verursacht seien oder durch Verunreinigungen der betreffenden Substanzen, und daß alle Elemente nur durch die Zusammenschließung der Wasserstoffatome entständen, indem letztere der eigentliche Grundstoff der Materie seien. So sollte z. B. Sauerstoff aus 16 Wasserstoffatomen, Blei aus 207 bestehen. Als sich das Atomgewicht des Chlor in unzweifelhafter Weise als nahe 35,5 herausstellte, konnte man sich mit der Annahme helfen, daß der Wasserstoff selbst bereits aus zwei Atomen des Grundelements zusammengesetzt sei und die übrigen Elemente hauptsächlich aus Vielfachen dieser Doppelatome beständen, in einzelnen Fällen, wie beim Chlor, aber auch aus ungeraden Vielfachen der Einzelatome. Die Ansicht, daß der Wasserstoff das Grundelement sei, ist auch heute noch vielfach verbreitet; aber man stellt sich die Bildung der übrigen Elemente durchaus nicht mehr in so einfacher Weise vor wie früher, jedenfalls nicht in dem Sinne, daß das Atomgewicht ohne weiteres die Zahl der Atome eines Grundelementes angäbe. So kann es vorkommen, daß zwei differente Elemente sich in ihren Atomgewichten um viel weniger als eine Einheit unterscheiden, wofür ein interessantes Beispiel die Elemente Nickel und Kobalt bieten. Nach den neuesten Bestimmungen soll Kobalt das Atomgewicht 59,0, Nickel 58,7 besitzen, nach anderen Ermittelungen liegen die Atomgewichte noch näher zusammen, so daß sich nicht entscheiden läßt, welches der beiden Metalle das höhere besitzt. Und doch hat man es hier mit zwei Elementen zu tun, die trotz vielfacher Ähnlichkeiten durch ganz bestimmte Charaktere sich unterscheiden.

Es ist heute als eine feststehende Tatsache zu betrachten, daß jedem Elemente ein unveränderliches, ganz bestimmtes Atomgewicht zukommt, und daß sich die Materie nicht in beliebiger, etwa kontinuierlich verlaufender Weise zu den Elementen zusammenfügen kann, daß es also nicht unendlich

viele Elemente gibt, sondern daß die Materie gezwungen ist, sich diskontinuierlich in ganz bestimmten Verhältnissen zu vereinigen, so daß von dem einen derartigen Vereinigungspunkte bis zum nächsten keine weiteren Zusammenfügungen möglich sind. Das läßt sich in anderen Worten als folgender Grundsatz des Aufbaues unserer Materie hinstellen: Das Atomgewicht ist das unveränderliche und charakteristische Argument, von dem allein alle chemischen und physikalischen Eigenschaften der sämtlichen Elemente abhängen. Dieser Satz ist nun von äußerster Wichtigkeit; denn es ergibt sich aus ihm ohne weiteres, daß, wenn das Gesetz bekannt wäre, nach dem die Atomgewichte entstehen, wir in der Lage wären, alle Elemente, welche die Natur hervorbringen kann (nicht zu verwechseln mit denjenigen, welche als vorhanden bekannt sind), im voraus anzugeben, nebst ihren sämtlichen Eigenschaften. Von dieser Kenntnis kann aber noch gar keine Rede sein; von dem herrschenden Grundgesetz haben wir noch keine Ahnung, und doch ist uns statistisch bereits so viel bekannt, daß wir von dem praktischen Endziel dieser Untersuchungen nicht allzuweit entfernt sind.

Wenn man die chemischen Elemente nach ihren Atomgewichten ordnet, so bemerkt man, daß damit eine kontinuierliche Änderung der meisten chemischen und physikalischen Eigenschaften verbunden ist, entweder durchweg ansteigend oder absteigend oder aber auch vom Ansteigen übergehend in Absteigen und umgekehrt. Endlich tritt jedoch bei einer nur sehr kleinen Zunahme des Atomgewichts eine plötzliche Änderung der Eigenschaften ein, ein Zurückschlagen, so daß nunmehr wieder Ähnlichkeit mit dem Anfangselemente vorhanden ist: die Änderung der Eigenschaften geht also periodisch vor sich. Von diesen periodischen Änderungen werden hauptsächlich folgende Eigenschaften betroffen: Die Valenz oder Wertigkeit der Elemente bei den Verbindungen mit Sauerstoff und Wasserstoff; das Atomvolumen; das spezifische Gewicht; die Dehnbarkeit; die Schmelzbarkeit usw. und, wie wir sehen werden, gewisse spektrale Eigenschaften.

Die Zahl der Elemente, welche zu einer Periode gehören, beträgt entweder 8 oder 19. Mendelejeff hat nach diesen Gesichtspunkten sein natürliches periodisches System der Elemente aufgestellt, in welchem jedoch noch viele Lücken vorkommen, was aber selbstverständlich erscheint, da uns noch lange nicht alle existierenden Elemente bekannt sind. Wie naturgemäß diese Einteilung aber ist, geht am besten daraus hervor, daß es möglich gewesen ist, durch systematische Forschung auf Grund der aus der Tabelle vorauszusetzenden Eigenschaften einige bis dahin unbekannte Elemente zu entdecken.

Der Wasserstoff, dessen Atomgewicht das kleinste aller bekannten Elemente ist und deshalb zu 1 angesetzt wird, läßt sich nicht ohne weiteres in das natürliche System einreihen. Es kommt dies wahrscheinlich daher, daß noch eine ganze Reihe von leichteren Elementen existiert, die wir aber nicht kennen, und mit denen der Wasserstoff eine besondere Periode

bildet. Viel verbreitet ist auch die Ansicht, daß der Wasserstoff, wie schon oben bemerkt, das eigentliche Grundelement darstelle, aus dem sich alle anderen Elemente durch Assoziationen der Wasserstoffatome formierten. Man dürfe aber den Wasserstoff, wie wir ihn kennen, nicht als Grundelement auffassen, sondern denjenigen, in dem er sich bei den allerhöchsten Temperaturen, die wir im Laboratorium nicht annähernd herstellen können, und wie sie nur in gewissen Sternen vorhanden sind, befindet. Von dieser Art des Wasserstoffs ist bisher nichts als eine spektrale Eigenschaft bekannt (siehe weiter unten).

Nach dem Vorausgeschickten müssen nun in einer naturgemäßen tabellarischen Anordnung der Elemente fortschreitende Ähnlichkeiten auftreten, sowohl im Sinne der horizontalen als auch der vertikalen Reihen. Um dies auch bei den großen Perioden zur Anschauung zu bringen, sind dieselben ebenfalls in zwei kleine geteilt und in zwei vertikalen Rubriken (rechts und links) aufgeführt, indem gleichzeitig eine neue neunte Vertikalgruppe auftritt, welche, wenn überhaupt, stets drei Elemente enthält. Die einzelnen Perioden sind durch horizontale Striche voneinander getrennt, mit Ausnahme bei den hohen Atomgewichten, wo man wegen der vielen Lücken über diese Trennungen noch nicht sicher ist.

Die Differenzen zwischen den Atomgewichten der einzelnen aufeinander folgenden Elemente betragen im Mittel 2 bis 3, zwischen den Elementen der vertikalen Reihen durchschnittlich 16 oder 3 mal 16 = 48.

Das periodische System.

Die Atomgewichte sind unter den Elementenzeichen angegeben.

Periode	Gruppe 1	2	3	4	5	6	7	8	9
I	He 4	Li 7	Be 9	Bo 11	C 12	N 14	O 16	Fl 19	
II	Ne 20	Na 23	Mg 24	Al 27	Si 28	P 31	S 32	Cl 35	
III	Ar 40	K 39	Ca 40	Sc 44	Ti 48	V 51	Cr 52	Mn 55	Fe 56 Co 59 Ni 59
IV	—	Cu 64	Zn 65	Ga 70	Ge 72	As 75	Se 79	Br 80	
V	Kr 82	Rb 85	Sr 88	Y 89	Zr 91	Nb 94	Mo 96	—	Ru 102 Rh 103 Pd 106
VI	—	Ag 108	Cd 112	Jn 114	Sn 118	Sb 120	Te 127	J 127	
VII	X 128	Cs 133	Ba 137	La 138	Ce 140	Pr 142	Nd 144	Sa 150	Eu 151 Gd 156 —
VIII		—	—	—	—	Ho 160	Er 166	Tm 171	
IX		—	—	Yb 173	—	Ta 183	W 184	—	Os 191 Ir 193 Pt 195
X		Au 197	Hg 200	Tl 204	Pb 207	Bi 209	—	—	
XI		—	Ra 225	—	Th 233	—	U 240	—	— — —

Es sind nun außerordentlich zahlreiche Versuche angestellt worden, weitere Gesetzmäßigkeiten zwischen den Atomgewichten der verschiedenen Elemente aufzudecken, und die Resultate schwanken zwischen den einfachsten Beziehungen und komplizierten mathematischen Formeln. Einen positiven Wert besitzen sie alle nicht, indem sie immer nur zu genäherten Darstellungen führen; einzelne Elemente fügen sich derartigen Formeln gut an, während andere vollständig herausfallen. Wir wollen daher diese Versuche unberücksichtigt lassen, um zu einer kurzen Besprechung der Beziehungen zwischen den chemischen und physikalischen Eigenschaften der Elemente und ihrer Stellung im periodischen System überzugehen.

In erster Linie auffallend sind diese Beziehungen in Betreff der Valenz der Elemente. Unter Valenz versteht man diejenige Zahl der Atome des Wasserstoffs, die im Maximo sich mit einem Atome eines anderen Elements verbinden können. Geht das betreffende Element keine Verbindung mit Wasserstoff ein, so wählt man zur Gründlage Chlor, Sauerstoff oder Schwefel. Doch muß bemerkt werden, daß in dieser Beziehung zuweilen starke Unterschiede in der Valenz desselben Elements auftreten.

Einwertig sind, das heißt die Valenz eins besitzen diejenigen Elemente, deren Atome nur ein Wasserstoffatom binden können; die höchste, bisher beobachtete Valenzzahl ist sieben. Beschränken wir uns hier auf die Valenzen gegenüber dem Wasserstoff, so ergibt sich, daß die zu Anfang der horizontalen Reihen befindlichen Elemente die kleinste Valenzzahl (0) besitzen; es sind die Edelgase, von denen bisher keine einzige chemische Verbindung bekannt ist. Kolumne zwei enthält nur einwertige Elemente, Kolumne acht ebenfalls — die Kolumne neun kommt nicht in Frage, da deren Elemente keine Verbindung mit Wasserstoff eingehen — Vertikalreihe drei und sieben enthalten nur zweiwertige Elemente, vier und sechs nur dreiwertige und in fünf sind nur vierwertige enthalten. Eine Ausnahme von diesem Gesetze kommt also nicht vor.

Im Zusammenhange mit der Verteilung der Valenzen steht diejenige der Metalle und Metalloide, doch ist hier keine vollkommene Regelmäßigkeit vorhanden, was schon allein aus dem Grunde nicht möglich ist, daß viele Elemente sowohl metallische als metalloidische Eigenschaften besitzen. Als hauptsächlichster Unterschied zwischen den beiden Gruppen kann die vorherrschende Bildung von Basen bei den Metallen und von Säuren bei den Metalloiden angesehen werden. Die äußeren Vertikalkolumnen 2 und 3 sowie 9 enthalten ausgesprochene Metalle, nur Osmium in der 9. Kolumne hat auch metalloidische Eigenschaften. In 2 sind die Oxyde der linksstehenden Elemente die stärksten Basen, auch in 3 tritt diese Eigenschaft noch stark hervor. 4, 5, 7, 8 enthalten Metalle und Metalloide nebeneinander, aber in 6, 7, 8 sind teilweise die Oxyde die stärksten Säuren.

Von den charakteristischen physikalischen Eigenschaften sind es besonders zwei, die gut bekannt sind und den periodischen Charakter am deutlichsten zeigen: die Schmelztemperatur und die Atomvolumina. Die Schmelztemperatur

ist zwar keine wirkliche Konstante, da sie z. B. mit dem Drucke variiert; aber die Änderungen sind relativ gering, so daß sie hier vernachlässigt werden können. Bei manchen Elementen ist die Schmelztemperatur, d. h. also diejenige Temperatur, bei welcher das Element von dem festen in den flüssigen Aggregatzustand übergeht, so hoch, daß Schmelzungen im Laboratorium nicht auszuführen sind; sie kann auch sogar oberhalb des Siedepunktes liegen, so daß die Substanz gleich vom festen in den dampfförmigen Zustand übergeht; es genügt hier in solchen Fällen aber die Angabe, daß der Schmelzpunkt sehr hoch liegt, im allgemeinen über 2500° (absolut).

In der nebenstehenden graphischen Darstellung (Fig. 71) sind auf der unteren horizontalen Linie die Atomgewichte in gleichen Abständen von 0 bis 240 eingetragen. Die Stellung der bis jetzt bekannten Elemente ist in dieser Skala durch einen senkrechten Strich markiert, an dessen unterem Ende sich das Elementenzeichen befindet. Die Schmelztemperaturen sind nun als Höhen eingetragen, und die — punktierte — Verbindungslinie stellt also die Kurve der Schmelztemperaturen dar in der Reihenfolge der zunehmenden Atomgewichte. Bei den seltenen Elementen zwischen den Atomgewichten von 140 bis 180 und oberhalb 210 fehlen die Angaben über die Schmelztemperatur; aber trotz dieser Lücken ist der periodische Charakter der Kurve ganz unverkennbar. Scharf ausgeprägte Maxima der Schmelztemperaturen befinden sich bei den Elementen Kohle, Silizium, Titan, Niobium und Tantal, welche sämtlich zu den beiden mittleren Gruppen 5 und 6 gehören. Die Minima liegen bei Sauerstoff, Fluor, Chlor, Brom, Krypton, Jod, Xenon und Caesium, die zu den äußeren Reihen 1, 2 und 8 gehören. Die schon sonst abnorme Reihe 9 enthält nur Elemente mit hohen Schmelztemperaturen.

Eine auffallende Tatsache ist der häufig außerordentlich schroffe Übergang von hohen zu tiefen Schmelztemperaturen auch bei sehr geringen Unterschieden des Atomgewichts, wie das die steilen Auf- und Abstiege bei den Maximis zeigen. Es sei hier nebenbei bemerkt, daß derartige Eigentümlichkeiten am besten lehren, eine wie außerordentlich scharfe Charakteristik das Atomgewicht für ein Element ist, so daß kein Zweifel darüber bestehen kann, daß die Elemente durch einen ganz bestimmten Aufbau der Atome bedingt werden, in dem Sinne, daß kontinuierliche Übergänge zwischen den einzelnen Elementen nicht existieren, worauf wir schon oben hingewiesen haben.

Der Begriff des Atomvolumens ist folgendermaßen formuliert. Das Volumen eines Grammes einer Substanz wird als spezifisches Volumen bezeichnet; multipliziert man dasselbe mit dem betreffenden Atomgewicht, so erhält man das Atomvolumen. Über die physikalische Bedeutung dieser Konstanten ist zu bemerken, daß die Atomvolumina die relativen Volumina der Atome selbst darstellen würden, wenn bei allen Elementen der Raum zwischen den einzelnen Atomen der gleiche wäre; das ist aber sicherlich nicht der Fall, und deshalb stellen die Atomvolumina die Summe der Räume

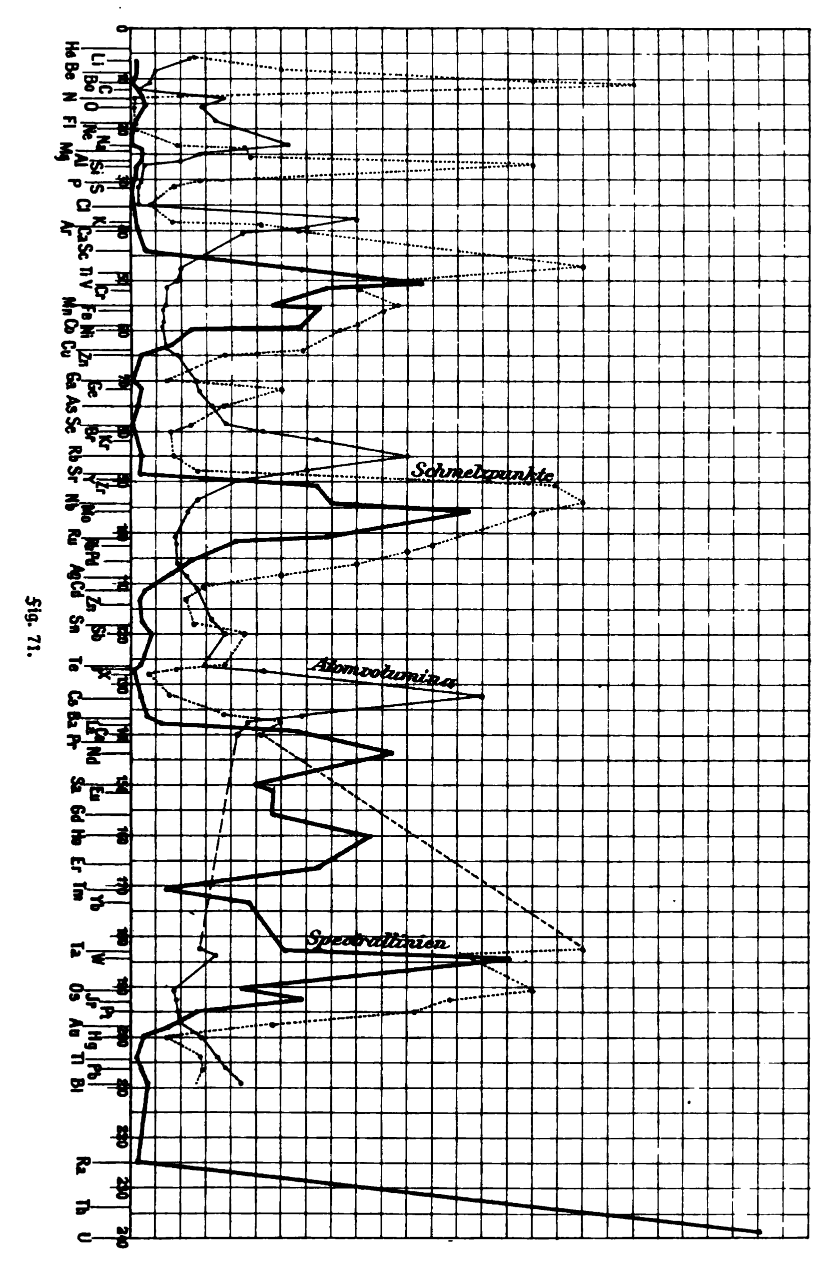


Fig. 71.

dar, welche von den Atomen und dem dazugehörigen „leeren Raume" beansprucht werden.

In Fig. 71 sind nun die Atomvolumina in entsprechender Weise dargestellt, wie die Schmelztemperaturen, und durch die dünn ausgezogene Linie

verbunden. Die Maxima liegen, soweit sie sich verfolgen lassen — bis Atomgewicht 140 — bei Lithium, Natrium, Kalium, Rubidium und Caesium, also bei den sämtlichen Elementen der zweiten Gruppe, den Alkalimetallen; auch sie sind ziemlich schroff ausgeprägt, und ihre Höhen wachsen mit zunehmendem Atomgewicht. Die Minima sind ziemlich breit und gehören den Gruppen von 5 bis 9 an. Die Maxima liegen etwa in der Mitte zwischen den Maximis und Minimis der Schmelzpunkte.

Gehen wir nun zu den Beziehungen über, welche zwischen dem spektralen Verhalten der Elemente und ihrer Stellung im periodischen System bestehen, so läßt sich nach den Untersuchungen von Exner und Haschek ein unmittelbarer Zusammenhang zwischen der Zahl der Spektrallinien eines Elements und seiner Stellung im periodischen System erkennen. Daß hierbei Abweichungen und Ausnahmen vorkommen, spricht durchaus nicht gegen einen solchen Zusammenhang, denn es sind zwei Gründe vorhanden, welche Abweichungen bewirken müssen. Das ist einmal der Umstand, daß die Spektra an einer willkürlichen Stelle abgebrochen sind, so daß ein Ausgleich nicht stattfinden kann, dann aber der weitere, daß die Elemente sehr verschiedene spektrale Empfindlichkeit besonders in bezug auf schwächere Linien besitzen, so daß unter sonst gleichen Umständen in einzelnen Spektren die schwächsten Linien gar nicht zur Wahrnehmung gelangen. Zieht man diese beiden Umstände in Betracht, so muß man sich eher über die außerordentliche Deutlichkeit, mit welcher der Zusammenhang in die Erscheinung tritt, wundern.

Periode	Gruppe 1	2	3	4	5	6	7	8	9		
I	He	Li 9	Be 9	Bo 3	C 13	N 89	O 104	Fl 0			
II	Ne	Na 8	Mg 46	Al 105	Si 44	P 0	S 0	Cl 11			
III	Ar	K 27	Ca 47	Sc 131	Ti 1337	V 2265	Cr 1572	Mn 1152	Fe 1517	Ni 503	Co 1295
IV	—	Cu 159	Zn 108	Ga 14	Ge 62	As 44	Se 0	Br 0			
V	Kr	Rb 55	Sr 40	Y 194	Zr 1424	Nb 1606	Mo 2674	—	Ru 1575	Rh 855	Pd 517
VI	—	Ag 372	Cd 113	Jn 30	Sn 87	Sb 160	Te 79	J 0			
VII	X	Cs 62	Ba 101	La 215	Ce 1300	Pr 1526	Nd 2014	Sa 976	Eu 1193	Gd 1150	—
VIII		—	—	—	—	Ho 1905	Er 1508	Tm 237			
IX		—	—	Yb 897	—	Ta 1213	W 3022	—	Os 838	Ir 1380	Pt 580
X		Au 352	Hg 94	Tl 16	Pb 74	Bi 98	—	—			
XI		—	Ra 17	—	Th 2070	—	U 5270	—	—	—	—

In der vorstehenden Tabelle ist die Anzahl der Linien unter den Elementenzeichen angegeben.

Die Linien der ersten Gruppe, der sogenannten Edelgase, sind nicht in der Tabelle aufgeführt, da diese Elemente von Exner und Haschek nicht beobachtet sind.

Es ist aus der vorstehenden Zusammenstellung mehrfaches zu ersehen.

1. Im allgemeinen nimmt die Linienzahl mit dem Atomgewicht zu, insbesondere ist die Zahl bei den kleinen Atomgewichten der ersten beiden Perioden sehr gering.

2. Die Linienzahl der ungeraden Horizontalreihen ist außerordentlich viel höher als die der geraden Reihen, und diese Zahlen wachsen mit der Reihenzahl. Es tritt dies sehr deutlich in der folgenden Zusammenstellung hervor, in welcher in der ersten Kolumne die mittlere Zahl der Linien für die betreffende Reihe, in der zweiten Kolumne das mittlere Atomgewicht der betreffenden Elemente angegeben ist. Die VIII. Reihe enthält zu wenige bekannte Elemente, als daß deren Mittelzahlen ein richtiges Bild geben würden. Ebenso bleibt die letzte Reihe aus dem gleichen Grunde sehr unsicher; wir haben aber hier den Mittelwert angegeben, unter Ausschluß des in seiner Stellung noch unsicheren Radiums, um die interessanten schwersten Elemente nicht ganz zu übergehen.

Reihe	mittlere Linienzahl	mittleres Atomgewicht
I	32	13
II	31	29
III	985	50
IV	67	72
V	995	94
VI	120	118
VII	949	143
VIII	—	—
IX	1322	187
X	126	203
XI	3670	237

Ein umfassendes Bild von dem Verhalten der Linienzahlen gibt auch hier wieder die graphische Darstellung in Fig. 71 — die dick ausgezogene Linie —. Wie bei den beiden anderen Kurven sind die Maxima meist sehr schroff; sie liegen bei den Elementen Sauerstoff, Aluminium, Vanadium, Molybdän, Neodymium, Wolfram und Uran. Die ersten beiden Maxima sind sehr gering, dann aber nehmen sie mit wachsendem Atomgewicht stark zu, um beim Uran mit 5270 Linien ihren Höchstbetrag zu erreichen. Eine ganz charakteristische Erscheinung ist dadurch geboten, daß die sämtlichen Maxima um ein bis drei Elemente im Sinne der zunehmenden Atomgewichte gegen die Maxima der Schmelztemperaturen verschoben sind, während im übrigen zwischen beiden Kurven eine große Ähnlichkeit besteht, die sich sogar in den einzelnen Zacken ausspricht.

Weitere Schlüsse aus dem Material von Exner und Haschek zu ziehen, scheint vorläufig nicht angebracht zu sein.

Die Zahl der von Exner und Haschek im photographischen Teile des Spektrums gemessenen Linien beträgt für alle Elemente insgesamt nahe 50000; in dem ganzen der Beobachtung zugänglichen Spektrum dürfte diese Zahl noch um vielleicht 20000 Linien zu vermehren sein. Es kann daher an

dieser Stelle kein Verzeichnis der Spektrallinien der einzelnen Elemente gegeben werden, ja selbst die Aufführung auch nur der hauptsächlichsten Linien würde zu weit führen. Wir müssen uns deshalb darauf beschränken, nur Angaben der Linienzahl für die einzelnen Elemente und eine kurze Charakteristik der Spektra, besonders in bezug auf die Serienanordnung der Linien — soweit dieselbe überhaupt bekannt ist — zu geben. In ein Buch aber, welches sich mit dem physikalischen Aufbau der Materie im Weltall befaßt, gehört wenigstens auch eine kurze Aufzählung der wichtigeren physikalischen Eigenschaften der Elemente, wie Atomgewicht, Aggregatzustände, spezifisches Gewicht, Schmelz- und Siedepunkt, allotrope Zustände usw. Die Angabe des Aggregatzustandes bezieht sich auf die mittlere Temperatur von 15° bis 20° Celsius (Laboratoriumstemperatur); als Einheit für die spezifischen Gewichte ist für feste und flüssige Körper dasjenige des Wassers gewählt, für gasförmige Körper dasjenige der atmosphärischen Luft bei dem Barometerstande von 760^{mm} und 0° Temperatur.

1. Wasserstoff (H). Atomgewicht 1; gasförmig; spez. Gewicht 0,07; Siedepunkt — 241°; Schmelzpunkt — 257°. Das Spektrum enthält 29 Linien von λ 6560 bis λ 3660. Über die einfachen Beziehungen zwischen den Wellenlängen dieser Linien nach der Balmerschen Formel ist S. 144 ausführlich gesprochen. Es hat sich neuerdings herausgestellt, daß diese auffällige Serie nicht die Hauptserie des Wasserstoffs ist; das entspricht schon dem Satze, daß der Serienanfang mit zunehmendem Atomgewicht nach der weniger brechbaren Seite rückt; beim leichtesten aller Körper, dem Wasserstoff, muß hiernach der Anfang der Hauptserie ganz im Ultraviolett liegen. Pickering hat in Sternspektren eine neue Linienserie des Wasserstoffs gefunden, welche nach Kayser ebenfalls eine Nebenserie ist, so daß bis jetzt zwei Nebenserien des Wasserstoffs bekannt sind, die in sehr einfachen Beziehungen zueinander stehen. Man ist geneigt, eine in Sternen mit hellen Linien und in Nebelflecken beobachtete Linie bei λ 4688 als zum Wasserstoff gehörig anzusehen und zwar speziell als die erste Linie der Hauptserie.

Das Serienspektrum des Wasserstoffs entsteht beim Durchgange hochgespannter Ströme durch das Gas bei geringem Drucke in Geißlerschen Röhren; unter gewissen Umständen aber entsteht ein gänzlich anderes Spektrum, das sogenannte zweite Spektrum des Wasserstoffs. Dasselbe tritt auf, wenn in Wasserstoffröhren Glimmentladung stattfindet, also vornehmlich in weiten Röhren und ohne Einschaltung von Leidener Flaschen. Wilsing hat von λ 3670 bis λ 5940 ungefähr 130 Linien gemessen, Frost von λ 4360 bis λ 4720 etwa 90 Linien. Untersuchungen über etwaige Serien scheinen noch nicht angestellt zu sein.

Eine scharfe Trennung beider Spektra ist übrigens nicht möglich. Die Linien des einen Spektrums sind stets schwach vorhanden, wenn diejenigen des anderen dominieren.

Gruppe 1. Die Edelgase. Helium, Neon, Argon, Krypton, Xenon.

2. Helium (He). Atomgewicht 4; gasförmig; spez. Gewicht 0,14; bisher nicht verflüssigt. Vom Helium sind 89 Linien bekannt, von denen zwei im äußersten Ultrarot liegen und durch ihre Wärmestrahlung entdeckt worden sind bei λ 20400 und λ 11170. Die Heliumlinien haben sich in sechs Serien einordnen lassen, zwei Hauptserien mit je zwei Nebenserien. Die Linien der 1. und 2. Nebenserie sind enge Doppellinien. Zu ihnen gehört die D_3-Linie, die im Spektrum des Sonnenrandes und einiger Nebelflecken schon lange bekannt war, ehe das Helium selbst auf der Erde entdeckt wurde. Eine Zeitlang hat man vermutet, daß das Helium, wie es aus dem seltenen Mineral Cleveit hergestellt wird, ein Gemenge aus Helium und einem anderen Gase Parhelium sei; es ist dies aber nicht richtig.

3. Neon (Ne). Atomgewicht 20; gasförmig; spez. Gewicht 0,67; bisher nicht verflüssigt. Nach Ramsay enthält das Spektrum 11 Linien.

4. Argon (Ar). Atomgewicht 40; gasförmig; spez. Gewicht 1,38; Siedepunkt — 187°. Das Argon zeigt ein recht kompliziertes spektrales Verhalten, indem es drei verschiedene Spektra besitzt. Das „rote Spektrum" — so genannt wegen der roten Farbe des leuchtenden Argons — entsteht in Geißlerschen Röhren bei mäßig niedrigem Gasdruck (2^{mm} bis 5^{mm}) und Verwendung von Induktionsströmen ohne Einschaltung von Leidener Flaschen. Das „blaue Spektrum" entsteht bei geringerem Drucke und Einschaltung von Leidener Flaschen. Das „weiße Spektrum" bildet sich bei Verwendung sehr starker und stark gespannter Ströme und bei hohem Drucke. Das rote und das blaue Spektrum sind sehr voneinander verschieden. Das weiße, linienärmere Spektrum besteht aus Linien der beiden anderen Arten, viele derselben sind aber verbreitert und auffallend stark nach Rot verschoben.

Eder und Valenta haben im roten Spektrum von λ 6050 bis λ 2480 über 200 Linien gemessen, von denen aber der größere Teil in Rot und Gelb liegt; jenseit λ 3320 kommen nur noch vereinzelte Linien vor. Das blaue Spektrum ist am linienreichsten und enthält bis λ 2050 700 Linien. Im weißen Spektrum nimmt die Zahl der Linien im Ultraviolett stark ab, jenseit λ 3290 sind keine Linien mehr gemessen worden; ihre Gesamtzahl beträgt ungefähr 180.

5. Krypton (Kr). Atomgewicht 82; gasförmig; spez. Gewicht 2,82; Siedepunkt — 152°. Das Spektrum enthält nach Ramsay 14 Linien.

6. Xenon (X). Atomgewicht 128; gasförmig; spez. Gewicht 4,42; Siedepunkt — 109°.

Gruppe 2a. Die Alkalimetalle. Lithium, Natrium, Kalium, Rubidium, Caesium.

7. Lithium (Li). Atomgewicht 7; fest; spez. Gewicht 0,59; Schmelzpunkt 180°; Siedepunkt ? Das Bogenspektrum des Lithiums enthält von λ 8130 bis λ 2360 20 Linien, die sich in eine Hauptserie und zwei Neben-

serien einordnen. Die Linien der Hauptserie sind sehr kräftig und verwaschen; die hellsten aller Linien liegen in Rot und Orange bei λ 6708 und λ 6104, sie geben dem leuchtenden Lithiumdampfe die schöne rote Färbung.

8. Natrium (Na). Atomgewicht 23; fest; spez. Gewicht 0,97; Schmelzpunkt 96°; Siedepunkt 900°. Im Bogenspektrum sind von λ 8190 bis λ 2510 35 Linien vorhanden, die sich in zweimal je drei Serien gruppieren. Die Linien je zweier Serien fallen aber so nahe zusammen, daß man auch drei Serien von Linienpaaren annehmen kann. Das erste Linienpaar der Hauptserie sind die bekannten D-Linien bei λ 5896 und λ 5890, die dem leuchtenden Natriumdampfe die intensiv gelbe Färbung erteilen. Das nächste Paar der Hauptserie befindet sich bereits im Ultraviolett bei λ 3303 und λ 3302; die weiteren Paare sind so eng, daß sie nicht mehr getrennt werden können.

9. Kalium (K). Atomgewicht 39; fest; spez. Gewicht 0,88; Schmelzpunkt 63°; Siedepunkt 720°. Im Funkenspektrum sind 27 Linien, im Bogenspektrum von λ 7700 bis λ 2940 40 Linien gemessen. Außer zwei Nebenserien ist eine Hauptserie von Linienpaaren vorhanden, deren erstes Paar im äußersten Rot liegt bei λ 7699 und λ 7666; die weiteren, ebenfalls sehr hellen Paare befinden sich im Blau und Violett, während dazwischen schwächere Linien der Nebenserien liegen. Die Linien der Hauptserie erteilen dem leuchtenden Kaliumdampfe die rot-violette Färbung.

10. Rubidium (Rb). Atomgewicht 85; fest; spez. Gewicht 1,52; Schmelzpunkt 38°; Siedepunkt ? Rubidium gibt im Funkenspektrum 53 Linien, im Bogenspektrum von λ 7950 bis λ 3350 25 Linien, die zu drei Serien gehören. Die Hauptserie besteht aus Linienpaaren, deren erstes sich bei den Wellenlängen λ 7950 und λ 7806 befindet und mit einigen im Rot und Gelb gelegenen Linien der Nebenserien die prachtvolle rote Farbe des Rubidiumdampfes bedingt.

11. Caesium (Cs). Atomgewicht 133; fest; spez. Gewicht 2,4; Schmelzpunkt 26°; Siedepunkt 270°. Das Caesiumspektrum des Funkens enthält 62 Linien, im Bogen von λ 9210 bis λ 3610 20 Linien. Die Hauptserie und eine Nebenserie ist bekannt, die zweite Nebenserie nicht; wahrscheinlich sind ihre Linien zu schwach.

Die Spektra der Alkalimetalle zeigen ganz charakteristische Eigenschaften. Sie enthalten sämtlich je eine Hauptserie und je zwei Nebenserien von Linienpaaren. Die Abstände der Linienpaare wachsen mit zunehmendem Atomgewicht, wie folgende Zusammenstellung zeigt, in welcher statt der Differenzen der Wellenlängen diejenigen der Schwingungszahlen $\left(\frac{1}{\lambda}\right)$ des Anfangspaares angesetzt sind.

Element	Differenz
Li	—
Na	16
Ka	57
Rb	235
Cs	550

Beim Lithium sind nur einfache Linien beobachtet worden; man kann nach dieser Zusammenstellung aber annehmen, daß auch Lithium

Doppellinien hat, deren Distanz aber so gering ist, daß sie nicht getrennt gesehen werden können. Eine weitere Gesetzmäßigkeit besteht darin, daß bei allen Metallen dieser Gruppe die Distanz der Linienpaare mit der vierten Potenz der Zahl n der Kayser-Rungeschen Seriengleichung abnimmt; die Paare werden also, je weiter sie nach dem Violett zu liegen, immer enger. Schließlich ist noch zu bemerken, daß die Linien der Nebenserien verhältnismäßig immer schwächer werden, je höher das Atomgewicht des betreffenden Metalles ist.

Gruppe 2b. Kupfer, Silber, Gold.

12. Kupfer (Cu). Atomgewicht 64; fest; spez. Gewicht 8,94; Schmelzpunkt 1045°; Siedepunkt 2100°. Im Funkenspektrum sind von λ 4700 bis λ 2100 259 Linien beobachtet, im Bogenspektrum von λ 5780 bis λ 1940 290 Linien. Von einer Hauptserie ist vielleicht das erste Paar bei λ 3274 und λ 3248 bekannt; sie bilden die stärksten Linien des Kupfers. Auch von einer Nebenserie sind drei Paare bekannt, die die Eigentümlichkeit besitzen, daß die erste Linie ihrerseits wieder doppelt ist.

13. Silber (Ag). Atomgewicht 188; fest; spez. Gewicht 10,5; Schmelzpunkt 954°; Siedepunkt ? Im Funkenspektrum sind 372 Linien gemessen worden; das Bogenspektrum enthält von λ 5670 bis λ 2250 60 Linien. Es sind zwei Nebenserien gefunden und ähnlich wie beim Kupfer vielleicht das erste Paar einer Hauptserie, deren übrige Paare im äußersten Ultraviolett liegen.

14. Gold (Au). Atomgewicht 197; fest; spez. Gewicht 19,27; Schmelzpunkt 1064°; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum enthält 352 Linien, dasjenige des Bogens 55. Serien sind nicht gefunden, doch bilden zwei sehr starke Linien im Ultraviolett vielleicht wie bei Cu und Ag das erste Paar der Hauptserie.

Gruppe 3a. Die alkalischen Erden. Beryllium, Magnesium, Kalzium, Strontium, Baryum, (Radium).

15. Beryllium (Be). Atomgewicht 9; fest; spez. Gewicht 1,64; Schmelzpunkt 900°; Siedepunkt ? Die Zahl der Linien im Funkenspektrum beträgt 9. Serien sind nicht gefunden.

16. Magnesium (Mg). Atomgewicht 24; fest; spez. Gewicht 1,74; Schmelzpunkt 633°; Siedepunkt 1100°. Das Funkenspektrum enthält 46 Linien, dasjenige des Bogens 58 Linien. Eine Hauptserie ist nicht gefunden, wohl aber zwei Nebenserien, von denen jede aus dreifachen Linien (Triplets) sich zusammensetzt. Alle diese Triplets besitzen die gleiche Schwingungsdifferenz zwischen der ersten und zweiten und zwischen der zweiten und dritten Linie, und beide Serien enden an derselben Stelle des Spektrums. Das erste Triplet der zweiten Nebenserie ist die bekannte, sehr starke Liniengruppe im Grün, die im Sonnenspektrum mit b bezeichnet ist.

17. Kalzium (Ca). Atomgewicht 40; fest; spez. Gewicht 1,58; Schmelzpunkt 760°; Siedepunkt ? Kalzium zeigt im Funkenspektrum 47 Linien. Es sind zwei Nebenserien bekannt, die wie beim Mg aus Triplets bestehen. Die erste Nebenserie unterscheidet sich von der zweiten aber besonders dadurch, daß die erste Linie der Triplets selbst wieder aus drei sehr nahestehenden Linien zusammengesetzt ist, die zweite aus zwei Linien, während die dritte einfach ist. Die Aufzählung der besonderen Schwingungsverhältnisse, die zwischen den Komponenten der Triplets bestehen, würde hier zu weit führen. Die beiden stärksten Linien des Kalziumspektrums, an der Grenze des Violett bei λ 3969 und λ 3934 gelegen, als stärkste Linien des Sonnenspektrums mit H und K bezeichnet, gehören nicht zu den beiden Nebenserien, scheinen aber mit anderen Linienpaaren gesetzmäßig verbunden zu sein, wie aus dem Verhalten des Spektrums im magnetischen Felde hervorgeht. Das violette Linienpaar erscheint übrigens schon bei den geringsten Spuren von Kalziumdampf und ist ein außerordentlich feines spektralanalytisches Reagens auf dieses Metall.

18. Strontium (Sr). Atomgewicht 88; fest; spez. Gewicht 2,54; Schmelzpunkt 320°; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum enthält 40 Linien, im Bogenspektrum sind 80 Linien bekannt. Das Spektrum zeigt eine größere Zahl von Triplets, von denen etwa 12 zwei Nebenserien angehören, deren erste wieder kompliziert gebaute Triplets enthält, ähnlich wie beim Kalzium. Der leuchtende Strontiumdampf ist intensiv rot.

19. Baryum (Ba). Atomgewicht 137; fest; spez. Gewicht 3,75; Schmelzpunkt 850°; Siedepunkt ? Im Funkenspektrum sind 100 Linien bekannt, im Bogenspektrum 145. Trotz dieser großen Zahl von Linien sind Gesetzmäßigkeiten im Spektrum noch nicht mit Sicherheit konstatiert. Einige Triplets sind vorhanden, und nach deren Verhalten im magnetischen Feld scheinen Beziehungen zu existieren, die denjenigen bei Mg, Cu und Sr vielleicht entsprechen. Der leuchtende Baryumdampf ist intensiv grün.

20. Radium (Ra). Atomgewicht 225? Sonstige Eigenschaften des noch nicht rein dargestellten Elements sind nicht bekannt, bis auf seine merkwürdigen Strahlungen und Emanationen. Im Spektrum des Radiums, welches im Funkenspektrum nach Runge und Precht von λ 5810 bis λ 2710 40 Linien enthält, sind von denselben Forschern drei Linienpaare gefunden worden, welche je einer Haupt- und je zwei Nebenserien angehören.

Einige der Gesetzmäßigkeiten der Spektra dieser Gruppe 3a sind bereits bei der Besprechung der einzelnen Elemente hervorgehoben, die hauptsächlichsten jedoch sind erst von Runge aufgefunden. Bei den Elementen Mg, Ca, Sr und Ba sind nämlich die Schwingungsdifferenzen zwischen den Komponenten der drei Linienpaare konstant, wachsen aber für jedes Element mit zunehmendem Atomgewicht, wie die Tabelle auf S. 165 zeigt. Das Wachsen des Abstandes der Komponenten geht streng regelmäßig vor sich, wie sich das auch schon bei den Alkalimetallen ergeben hat, bei denen die Quadrate der Atomgewichte den Abständen proportional sind; bei anderen Elementen

sind es nicht die Quadrate der Atomgewichte, sondern die 3. oder 4. Potenzen; jedenfalls läßt sich als ganz allgemeines Gesetz aufstellen (nach Runge): In jeder Gruppe chemisch verwandter Elemente ist eine Potenz des Atomgewichts den Abständen der Komponenten der Linienpaare proportional.

Element	Atomgewicht	Schwingungsdifferenz
Mg	24	92
Ca	40	223
Sr	88	801
Ba	137	1691

Runge und Precht haben hiernach den Versuch gemacht, aus dem für Radium gefundenen Abstand der Komponenten nach dem obigen Satze das Atomgewicht dieses Elements zu berechnen; es ergibt sich hierbei der Wert 258 statt des auf chemischem Wege gefundenen 225. Es läßt sich zurzeit noch nicht sagen, welcher Bestimmung der Vorzug einzuräumen sein wird; sollte der Wert 258 der richtige sein, so würde im natürlichen System der Elemente Radium seinen Platz zwar in der 3. Gruppe behalten aber zwei Reihen nach unten rücken, wodurch eine Anzahl neuer unbesetzter Lücken auftreten würden.

Gruppe 3b. Zink, Kadmium, Quecksilber.

Die Spektra dieser Gruppe sind ganz entsprechend gebaut wie die der Gruppe 3a, so daß kurze Angaben genügen.

21. Zink (Zn). Atomgewicht 65; fest; spez. Gewicht 7,1; Schmelzpunkt 419°; Siedepunkt 918°. Im Funkenspektrum sind 108 Linien, im Bogenspektrum 73 Linien beobachtet, von denen sich viele in zwei Nebenserien von Triplets anordnen.

22. Kadmium (Cd). Atomgewicht 112; fest; spez. Gewicht 8,64; Schmelzpunkt 315°; Siedepunkt 770°. Das Funkenspektrum enthält 113 Linien, das Bogenspektrum 70. Zwei Nebenserien von Triplets.

23. Quecksilber (Hg). Atomgewicht 200; flüssig; spez. Gewicht 13,55; Schmelzpunkt — 39°; Siedepunkt 357°. Das Funkenspektrum enthält 94 Linien, das Bogenspektrum 58. Zwei Nebenserien von Triplets, die aber noch komplizierter sind, als die der vorher erwähnten Elemente, da sie in 4, 3 und 2 Komponenten zerfallen.

Gruppe 4a. Bor, Aluminium, Scandium, Yttrium, Lanthan, Ytterbium.

24. Bor (Bo). Atomgewicht 11; fest; spez. Gewicht 2,5?; Schmelzpunkt sehr hoch; Siedepunkt sehr hoch. Im Funkenspektrum sind 3 Linien beobachtet, im Bogenspektrum sind nur 2 Linien im Ultraviolett mit Sicherheit konstatiert.

25. Aluminium (Al). Atomgewicht 27; fest; spez. Gewicht 2,60; Schmelzpunkt 655°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 105 Linien be-

obachtet, im Bogenspektrum 46 Linien. Es sind zwei Nebenserien bekannt, die aber erst bei der Wellenlänge λ 3960 beginnen; im sichtbaren Teile des Bogenspektrums sind keine Linien vorhanden, des Funkenspektrums dagegen viele.

26. Scandium (Sc). Atomgewicht 44; spez. Gewicht ?; Schmelzpunkt ?; Siedepunkt ? Im Funkenspektrum sind 131 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 110 Linien.

27. Yttrium (Y). Atomgewicht 89; spez. Gewicht ?; Schmelzpunkt ?; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum enthält 194 Linien, das Bogenspektrum 555 Linien.

28. Lanthan (La). Atomgewicht 138; spez. Gewicht ?; Schmelzpunkt ?; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum enthält 215 Linien, das Bogenspektrum 120 Linien nach Beobachtungen von Rowland und Harrison.

29. Ytterbium (Yb). Atomgewicht 173; fest; spez. Gewicht 3,80; Schmelzpunkt ?; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum enthält 897 Linien, das Bogenspektrum 521 Linien.

Charakteristisch ist für diese Gruppe das regelmäßige Anwachsen der Linienzahl mit der Zunahme des Atomgewichts.

Gruppe 4b. Gallium, Indium, Thallium.

30. Gallium (Ga). Atomgewicht 70; fest; spez. Gewicht 5,95; Schmelzpunkt 30°; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum hat 14 Linien, das Bogenspektrum 2 Linien.

31. Indium (In). Atomgewicht 114; fest; spez. Gewicht 7,42; Schmelzpunkt 155°; Siedepunkt bei Rotglut. Im Funkenspektrum sind 30 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 38 Linien, die aber erst im Blau beginnen. Es sind zwei Nebenserien von Dubletten gefunden, von denen jedoch in einigen Fällen nur eine Komponente beobachtet ist. Die äußerst kräftigen Linien λ 4511 und λ 4102 als erstes Paar der ersten Nebenserie geben dem Indiumdampfe seine prachtvoll blaue Färbung.

32. Thallium (Tl). Atomgewicht 204; fest; spez. Gewicht 11,85; Schmelzpunkt 301°; Siedepunkt 1600 bis 1800°. Das Funkenspektrum enthält 16 Linien, das Bogenspektrum 49 Linien. Auch hier sind zwei Nebenserien bekannt. Die helle Linie bei λ 5351 gibt dem Thalliumdampfe seine charakteristische grüne Färbung.

In dieser Gruppe, die charakterisiert ist durch die geringe Zahl der Linien, wächst diese Zahl wie der Schmelzpunkt mit zunehmendem Atomgewicht.

Gruppe 5a. Titan, Zirkonium, Cerium, Thorium.

33. Titan (Ti). Atomgewicht 48; fest; spez. Gewicht 3,54; Schmelzpunkt sehr hoch; Siedepunkt ? Das Funkenspektrum enthält 1337 Linien, das Bogenspektrum von λ 5900 bis λ 3480 (Hasselberg) 730 Linien. Die

Linien bilden vielfache charakteristische Gruppen. Gesetzmäßigkeiten sind nicht bekannt.

34. Zirkonium (Zr). Atomgewicht 91; spez. Gewicht 4,15; Schmelzpunkt höher als 1300°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 1424 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 170 Linien von Rowland und Tatnall. Gesetzmäßigkeiten sind nicht bekannt.

35. Cerium (Ce). Atomgewicht 140; fest; spez. Gewicht 6,68; Schmelzpunkt 623°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 1300 Linien beobachtet; das Bogenspektrum scheint in neuerer Zeit nicht untersucht zu sein. Gesetzmäßigkeiten sind nicht bekannt.

36. Thorium (Th). Atomgewicht 233; spez. Gewicht?; Schmelzpunkt?; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 2070 Linien. Sonst ist nichts über das Spektrum bekannt.

Die Spektra dieser Gruppe sind sehr linienreich, und es ist außerordentlich schwierig und zeitraubend, in derartigen Spektren Beziehungen zwischen den Linien aufzufinden.

Gruppe 5b. Kohle, Silizium, Germanium, Zinn, Blei.

37. Kohlenstoff (C). Atomgewicht 12; tritt in drei allotropen Zuständen auf:

1. Diamant; fest; spez. Gewicht 3,5; Schmelzpunkt: bis jetzt nicht schmelzbar; Siedepunkt?
2. Graphit; fest; spez. Gewicht 2,2; Schmelzpunkt: bis jetzt nicht schmelzbar; Siedepunkt?
3. Amorpher Kohlenstoff; fest; spez. Gewicht 2,3; Schmelzpunkt: nicht schmelzbar; Siedepunkt berechnet zu 3600°.

Im Funkenspektrum sind 13 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 58. Außerdem besitzen gewisse Kohlenverbindungen, die Kohlenwasserstoffe, Kohlensäure und Cyan charakteristische Bänderspektra, über welche weiter unten berichtet ist.

38. Silizium (Si). Atomgewicht 28; tritt in zwei allotropen Zuständen auf:

1. amorph; spez. Gewicht 2,35,
2. kristallisiert; spez. Gewicht 2,39; Schmelzpunkt zwischen 1100° und 1300°; Siedepunkt?

Das Funkenspektrum enthält 44 Linien,

39. Germanium (Ge). Atomgewicht 72; fest; spez. Gewicht 5,47; Schmelzpunkt 900°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 62 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 27 Linien von Rowland und Tatnall.

40. Zinn (Sn). Atomgewicht 119; fest; spez. Gewicht 7,29; Schmelzpunkt 232°; Siedepunkt 1450 bis 1600°. Das Spektrum des Funkens enthält 87 Linien, das des Bogens 73. Im Zinnspektrum sind Serien nicht aufgefunden worden, wohl aber bestehen andere Gesetzmäßigkeiten zwischen

den Linien, deren eigentliche Form aber noch nicht bekannt ist. Es ist nämlich eine ganze Reihe weit auseinanderliegender Linien folgendermaßen miteinander verbunden (Kayser und Runge). Wenn man zu den Schwingungszahlen der einen Reihe die konstante Zahl 5187,03 addiert, so erhält man die zweite Reihe der im Spektrum vorhandenen Linien; addiert man 6923,26 zu den gleichen Linien, so erhält man die Linie einer dritten Reihe. Kayser und Runge haben auf diese Weise aus 13 Linien der ersten Reihe 13 Linien der zweiten und 8 Linien der dritten Reihe mit großer Genauigkeit darstellen können.

41. Blei (Pb). Atomgewicht 207; fest; spez. Gewicht 11,25; Schmelzpunkt 330°; Siedepunkt 1450 bis 1600°. Im Funkenspektrum sind 74 Linien bekannt, im Bogenspektrum 54. Im Bleispektrum herrschen die gleichen Beziehungen wie im Zinnspektrum; die beiden Konstanten sind hier 10810,81 und 13642,81. Die Zahl der Linien von Reihe 1 und 2 beträgt 10, von Reihe 3 allerdings nur 4.

Gruppe 6a. Vanadium, Niobium, Praseodymium, Tantal.

42. Vanadium (Va). Atomgewicht 51; fest; spez. Gewicht 5,5; Schmelzpunkt sehr hoch; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 2265 Linien; im Bogenspektrum hat Hasselberg von λ 5850 bis λ 3490 900 Linien gemessen. Gesetzmäßigkeiten sind nicht bekannt.

43. Niobium (Nb). Atomgewicht 94; fest; spez. Gewicht 7,2; Schmelzpunkt?; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 1606 Linien. Sonst ist nichts über das Spektrum bekannt.

44. Praseodymium (Pr). Atomgewicht 144; fest; spez. Gewicht 6,48; Schmelzpunkt 940°; Siedepunkt? Im Spektrum des Funkens sind 1526 Linien bekannt.

45. Tantal (Ta). Atomgewicht 183; spez. Gewicht 12,8; Schmelzpunkt sehr hoch; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 1213 Linien.

Gruppe 6b. Stickstoff, Phosphor, Arsen, Antimon, Holmium, Wismut.

46. Stickstoff (N). Atomgewicht 14; gasförmig; spez. Gewicht 0,97; Schmelzpunkt —211°; Siedepunkt —196°. Der Stickstoff gibt in Geißlerschen Röhren bei Einschaltung einer Leidener Flasche ein Linienspektrum, ohne Leidener Flasche ein Bänderspektrum. Über letzteres siehe weiter unten. Im Funkenspektrum sind 89 Linien gemessen.

47. Phosphor (P). Atomgewicht 31. Tritt in zwei allotropen Modifikationen auf:

1. gelber Phosphor; fest; spez. Gewicht 1,83; Schmelzpunkt 44°; Siedepunkt 290°,
2. roter amorpher Phosphor; fest; spez. Gewicht 2,11.

Im Spektrum des Phosphors sind Linien bisher nicht beobachtet.

48. **Arsen** (As). Atomgewicht 75; tritt in drei bis vier allotropen Modifikationen auf.

Kristallisiert; spez. Gewicht 5,73; Schmelzpunkt 358°; Siedepunkt 450°. Im Funkenspektrum sind 44 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 35 Linien; im sichtbaren Teile des Bogenspektrums ist keine Linie vorhanden. Das Arsenspektrum verhält sich genau wie das Zinnspektrum. In der ersten und zweiten Reihe haben Kayser und Runge je 8 Linien gefunden, die sich durch die konstante Schwingungszahl 461,36 unterscheiden; die dritte Reihe mit 4 Linien ist von der ersten durch 8057,95 getrennt.

49. **Antimon** (Sb). Atomgewicht 120; fest; spez. Gewicht 6,8; Schmelzpunkt 630°; Siedepunkt 1450°. Das Funkenspektrum enthält 160 Linien, dasjenige des Bogens 70. Beide Spektra sind sehr von einander verschieden. Im Antimonspektrum sind 6 Linienreihen durch konstante Schwingungszahlen miteinander verbunden, von denen die erste und zweite je 12 Linien enthalten, die dritte 5, die vierte 5 und die beiden letzten je 2 Linien.

50. **Holmium** (Ho). Über die physikalischen Eigenschaften des Elements ist nichts bekannt. Das Funkenspektrum enthält 1905 Linien.

51. **Wismut** (Bi). Atomgewicht 209; fest; spez. Gewicht 9,82; Schmelzpunkt 269°; Siedepunkt 1450°. Im Funkenspektrum sind 198 Linien bekannt, im Bogenspektrum 76 Linien. Auch hier sind beide Spektra sehr verschieden. Die Reihenbeziehungen im Wismutspektrum entsprechen denen von Arsen und Antimon. Es sind 4 Reihen erkannt mit je 8 Linien für die erste und zweite Reihe und 6 bzw. 3 Linien für die dritte und vierte Reihe. Die 4 ersten Linien der ersten Reihe sind enge Doppellinien.

Gruppe 7a. Chrom, Molybdän, Neodymium, Wolfram, Uran.

52. **Chrom** (Cr). Atomgewicht 52; fest; spez. Gewicht 6,5; Schmelzpunkt 515°; Siedepunkt? Chrom schließt sich bereits eng an die zur gleichen Periode gehörenden Elemente der Eisengruppe. Im Funkenspektrum sind 1572 Linien beobachtet. Hasselberg hat im Bogenspektrum von λ 5800 bis λ 3430 760 Linien gemessen.

53. **Molybdän** (Mo). Atomgewicht 96; fest; spez. Gewicht 86; Schmelzpunkt sehr hoch; Siedepunkt? Das Funkenspektrum hat 2674 Linien, das Bogenspektrum von λ 5890 bis λ 3460 nach Hasselberg 1150 Linien.

54. **Neodymium** (Nd). Atomgewicht 144; fest; spez. Gewicht 6,96; Schmelzpunkt 840°; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 2014 Linien.

55. **Wolfram** (W). Atomgewicht 184; fest; spez. Gewicht 16,6; Schmelzpunkt sehr hoch; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 3021 Linien. Im Bogenspektrum hat Hasselberg von λ 5890 bis λ 3480 1080 Linien gemessen.

56. **Uran** (U). Atomgewicht 240; fest; spez. Gewicht 18,69; Schmelzpunkt: Hellrotglut. Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 5270 Linien.

Die Spektra der Metalle dieser Gruppe zeichnen sich durch den größten Linienreichtum aus, der bei Chrom mit 1572 Linien beginnend mit zunehmendem Atomgewicht bis Uran mit 5270 wächst. Uran besitzt das größte Atomgewicht und die größte Linienzahl aller bekannten Elemente.

Gruppe 7b. Sauerstoff, Schwefel, Selen, Tellur, Erbium.

57. Sauerstoff (O). Atomgewicht 16; spez. Gewicht 1,11; Schmelzpunkt?; Siedepunkt — 183°. Sauerstoff hat zwei verschiedene Linienspektra, von denen eines Serien enthält; außerdem hat Sauerstoff noch drei verschiedene Bänderspektra; die Modifikation des Sauerstoffes, Ozon, besitzt ebenfalls wieder ein besonderes Spektrum, so daß also sieben verschiedene Sauerstoffspektra bekannt sind. Über die Bänderspektra wird weiter unten berichtet.

Im Funkenspektrum sind 104 Linien beobachtet. Bei stärkeren Entladungen erscheint in der Geißlerschen Röhre ein Linienspektrum, für welches keine Gesetzmäßigkeiten aufgefunden sind; bei schwächeren Entladungen jedoch tritt ein anderes Linienspektrum auf, in welchem Runge und Paschen je zwei Serien von Tripletten und Dubletten erkannt haben.

58. Schwefel (S). Atomgewicht 32; verschiedene allotrope Modifikationen, die von der Temperatur abhängen. Spez. Gewicht 1,9 bis 2,1; Schmelzpunkt 115°; Siedepunkt 450°. Schwefel hat drei verschiedene Spektra: ein Bänderspektrum und zwei Linienspektra, von denen eines in Serien zerfällt. Im Funkenspektrum ist keine Linie beobachtet; in der Geißlerschen Röhre erscheint für gewöhnlich das Bänderspektrum, bei Einschaltung von Leidener Flaschen jedoch das Linienspektrum. Das Bänderspektrum des Schwefels ist das linienreichste aller bekannten Bänderspektra; Eder und Valenta haben auf der kurzen Strecke von Hellblau bis λ 3600 10000 Linien gemessen. Im Linienspektrum haben sie von λ 6400 bis λ 3300 etwa 240 Linien gemessen. Runge und Paschen haben in diesem Spektrum zwei Nebenserien gefunden.

59. Selen (Se). Atomgewicht 79; tritt in drei allotropen Modifikationen auf, von denen eine flüssig ist, die beiden festen sind amorph und metallisch; die spez. Gewichte liegen zwischen 4,3 und 4,8. Schmelzpunkt 217°; Siedepunkt 690°. Im Funkenspektrum ist keine Linie gesehen; im Linienspektrum der Geißlerschen Röhre sind von Runge und Paschen zwei Nebenserien gefunden, von denen die erstere kompliziert gebaute Triplets besitzt.

60. Tellur (Te). Atomgewicht 127; fest; spez. Gewicht 6,25; Schmelzpunkt 446°; Siedepunkt 1390°. Das Funkenspektrum enthält 79 Linien.

61. Erbium (Er). Atomgewicht 166; die physikalischen Eigenschaften des Elements sind unbekannt. Das Funkenspektrum weist 1508 Linien auf.

Die spektralen Eigenschaften der Elemente dieser Gruppe sind jedenfalls sehr komplizierter Natur.

Gruppe 8a. Mangan, Samarium.

62. Mangan (Mn). Atomgewicht 55; fest; spez. Gewicht 7,39; Schmelzpunkt 1245°; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 1152 Linien; Hasselberg hat im Bogenspektrum von λ 8850 bis λ 3460 348 Linien gemessen. Das Spektrum enthält auffallende Triplets, welche sich in zwei Nebenserien einordnen lassen, die an derselben Stelle auslaufen. Sonst ist das Spektrum nicht auf Gesetzmäßigkeiten untersucht.

63. Samarium (Sa). Atomgewicht 150; fest; spez. Gewicht 7,8; Schmelzpunkt?; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 976 Linien beobachtet.

Gruppe 8b. Fluor, Chlor, Brom, Jod, Thulium.

64. Fluor (Fl). Atomgewicht 19; gasförmig; spez. Gewicht 1,26; Schmelzpunkt — 223°; Siedepunkt — 187°; Spektrallinien sind nicht beobachtet.

65. Chlor (Cl). Atomgewicht 35; gasförmig; spez. Gewicht 2,49; Schmelzpunkt — 102°; Siedepunkt — 34°. Das Funkenspektrum des Chlor besitzt 11 Linien. Das Spektrum des Chlor in der Geißlerschen Röhre enthält nach den Beobachtungen von Eder und Valenta von λ 5670 bis λ 3280 ungefähr 200 Linien.

66. Brom (Br). Atomgewicht 80; flüssig; spez. Gewicht 3,15; Schmelzpunkt — 7°; Siedepunkt 69°. Im Funktenspektrum sind keine Linien gefunden; Eder und Valenta haben im Spektrum der Geißlerschen Röhre von λ 6680 bis λ 3890 über 120 Linien gemessen; bei Einschaltung von Leidener Flaschen tritt gleichzeitig mit dem Linienspektrum ein Bänderspektrum auf, welches vielfach mit dem bei gewöhnlicher Temperatur zu beobachtenden Absorptionsspektrum des Bromdampfes identisch ist.

67. Jod (J). Atomgewicht 127; fest; spez. Gewicht 4,95; Schmelzpunkt 114°; Siedepunkt 184°. Im Funkenspektrum sind keine Linien beobachtet.

68. Thulium (Tm). Die physikalischen Eigenschaften dieses Elements sind nicht bekannt. Im Funkenspektrum sind 237 Linien beobachtet.

Gruppe 9. Periode III. Eisen, Nickel, Kobalt.

69. Eisen (Fe). Atomgewicht 56; fest; spez. Gewicht 7,86; Schmelzpunkt 1600°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 1517 Linien beobachtet. Das Bogenspektrum enthält beträchtlich mehr Linien, von denen jedoch manche nicht zum Eisen selbst gehören dürften. Gesetzmäßigkeiten sind nicht näher bekannt, doch treten zahlreiche enge Doppellinien auf.

70. Nickel (Ni). Atomgewicht 59; fest; spez. Gewicht 8,9; Schmelzpunkt 1484°; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 503 Linien; im Bogenspektrum hat Hasselberg von λ 5890 bis λ 3480 352 Linien gemessen.

71. **Kobalt** (Co). Atomgewicht 59; fest; spez. Gewicht 8,6; Schmelzpunkt 1500° bis 1800°; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 1295 Linien, das Bogenspektrum nach Hasselberg von λ 5530 bis λ 3470 610 Linien.

Gruppe 9. Periode V. Ruthenium, Rhodium, Palladium, mit den Elementen der X. Periode zusammen als Platinmetalle bezeichnet.

72. **Ruthenium** (Ru). Atomgewicht 102; fest; spez. Gewicht 12,26; Schmelzpunkt 1800°; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 1575 Linien; das Bogenspektrum 1933 Linien.

73. **Rhodium** (Rh). Atomgewicht 102; fest; spez. Gewicht 12,1; Schmelzpunkt 2000°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 855 Linien beobachtet, im Bogenspektrum 1470. Nach Snyder sollen sich in diesem Spektrum eine große Zahl von Linienreihen bilden lassen, ähnlich wie bei Arsen usw.; entweder wiederholt sich eine Gruppe von 54 Linien 19mal, oder eine solche von 19 Linien 54mal.

74. **Palladium** (Pd). Atomgewicht 106; fest; spez. Gewicht 11,4; Schmelzpunkt 1587°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum 517 Linien; im Bogenspektrum 283. Auch hier sind ähnliche Beziehungen erkannt, wenn auch noch recht unvollständig, wie bei Rhodium, und dasselbe gilt für alle übrigen Platinmetalle.

Gruppe 9. Periode VII. Europium, Gadolinium.

75. **Europium** (Eu). Atomgewicht 151; die physikalischen Eigenschaften sind nicht bekannt. Das Funkenspektrum enthält 1193 Linien.

76. **Gadolinium** (Ga). Atomgewicht 156; die physikalischen Eigenschaften sind nicht bekannt. Das Funkenspektrum enthält 1150 Linien.

Gruppe 9. Periode X. Osmium, Iridium, Platin.

77. **Osmium** (Os). Atomgewicht 191; fest; spez. Gewicht 22,48; Schmelzpunkt 2400°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 838 Linien gefunden, im Bogenspektrum 1220.

78. **Iridium** (Ir). Atomgewicht 193; fest; spez. Gewicht 22,42; Schmelzpunkt 2500°; Siedepunkt? Das Funkenspektrum enthält 1380 Linien, das Bogenspektrum 956.

79. **Platin** (Pt). Atomgewicht 195; fest; spez. Gewicht 21,50; Schmelzpunkt 1789°; Siedepunkt? Im Funkenspektrum sind 580 Linien, im Bogenspektrum 567.

Wie schon bemerkt sind bei sämtlichen 6 Platinelementen ähnliche Linienbeziehungen angedeutet, wie sie bei Rhodium tatsächlich festgestellt sind.

Die Bänderspektra. Manche Elemente und viele chemische Verbindungen geben Spektra, in denen die Linien ganz charakteristisch zu Gruppen geordnet sind, so daß auf den ersten Blick das Vorhandensein einer gesetz-

mäßigen Verteilung zu erkennen ist. Man nennt derartige Spektra Bänderspektra, weil bei geringer Dispersion die einzelnen Linien nicht mehr zu trennen sind, sondern in breite, meist einseitig verwaschene Streifen oder Bänder zusammenfließen. — Der vielfach gebräuchliche Ausdruck „Bandenspektra" ist unrichtig gebildet und aus dem Französischen „bandes" übernommen. —

Während das Vorhandensein einer Gesetzmäßigkeit in der Linienanordnung ohne weiteres zu erkennen ist, hat es doch sehr lange gedauert, ehe man ihren mathematischen Ausdruck auch nur annähernd gefunden hat, und ähnlich wie bei den Linienspektren ist auch heute das wahre Gesetz noch nicht erkannt.

Der typische Bau eines Bänderspektrums ist in der nebenstehenden Fig. 72 angegeben, ein sogenanntes kanneliertes Bänderspektrum, d. h. jedes



Fig. 72.

Hauptband besteht aus einigen Partialbändern, die sämtlich nach der gleichen Richtung hin verwaschen sind, wodurch der Eindruck von schräg beleuchteten

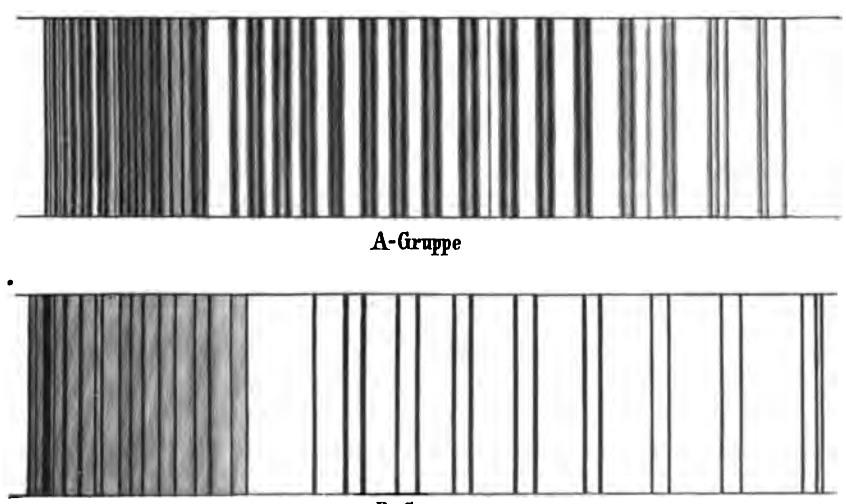


Fig. 73.

Hohlkehlen entsteht, wie bei einer kannelierten Säule. Dabei liegen die Kanten der Partialbänder nach der Seite der Verwaschenheit immer enger zusammen; die Zahl der Partialbänder ist für jedes folgende Band gewöhn-

lich um 1 kleiner, und auch der Abstand der einzelnen Hauptbänder nimmt gewöhnlich nach dieser Richtung hin ab. Die Gruppierung der Linien innerhalb eines Bandes oder Partialbandes ist bei starker Dispersion zu erkennen und zeigt, daß von den Kanten zwei Linienserien ausgehen, so daß Doppellinien mit wachsendem Abstande entstehen. In Wirklichkeit ist der Verlauf gewöhnlich nicht ein so einfacher, indem Linien und Liniengruppen auftreten, die zu der gesetzmäßigen Verteilung nicht zu gehören scheinen. Ein Beispiel hierfür gibt Fig. 73, welche zwei Absorptionsbänder des Sauerstoffs darstellt, im roten Teile des Sonnenspektrums gelegen und von Fraunhofer mit A und B bezeichnet.

Deslandres hat nun in derartigen Bändern eine Reihe von Gesetzmäßigkeiten gefunden, die genähert richtig sind, aber, da sie nicht exakt zutreffen, auch nicht die wahren Naturgesetze darstellen:

1. Die Schwingungszahlen der aufeinanderfolgenden Linien eines Bandes, von der scharfen Kante an beginnend, bilden eine arithmetische Reihe. Gewöhnlich gehen von einer Kante mehrere derartige Serien aus.

Bezeichnet man die Schwingungszahl der Kante mit $\frac{1}{\lambda}$, mit a eine für eine Serie konstante Zahl und mit m ganze Zahlen, die um 1 oder 2 oder 3 wachsen, so läßt sich jede Serie darstellen durch

$$\frac{1}{\lambda} + am^2.$$

2. Die Schwingungszahlen der Kanten der Partialbänder sind mit einander durch das gleiche Gesetz verbunden.

Die weiteren von Deslandres gefundenen Gesetzmäßigkeiten sind wohl noch nicht mit genügender Sicherheit festgestellt; erwähnt sei nur noch, daß die Kanten der verschiedenen Bänder nahe konstante Schwingungsdifferenz zu besitzen scheinen, in welchem Falle sie sich so folgen würden wie in der Akustik die Obertöne eines longitudinal schwingenden Stabes.

Sehr komplizierte Untersuchungen über die Verteilung der Linien in Bändern hat Thiele angestellt; der von ihm angenommene mathematische Ausdruck verlangt, daß ein Band nicht ganz allmählich verläuft, sondern daß nach Erreichung eines Maximalabstandes die Linien wieder näher zusammenrücken und schließlich wieder eine Kante bilden; für gewöhnlich kann sich diese Fortsetzung wegen Lichtschwäche oder wegen des Zusammenfallens mit anderen Bändern der Beobachtung entziehen. Im Cyanspektrum sind derartige umgekehrt laufende Bänder tatsächlich gefunden worden.

Dritter Abschnitt.

Die Photometrie.

Die Photometrie behandelt die Aufgabe, das Verhältnis der Helligkeiten zweier Objekte zahlenmäßig darzustellen. Bei dieser allgemeinen Aufgabe tritt die Vergleichung der Helligkeiten nur in Frage für weißes oder genähert weißes Licht. Die Aufgabe, stark gefärbtes Licht, also solches, in dem nur Strahlen bestimmter Wellenlängen vorkommen, seiner Intensität nach zu vergleichen, wird von einem speziellen Zweige der Photometrie, der Spektralphotometrie, gelöst.

Lange bevor eine wissenschaftliche Photometrie existierte, ja ehe auch nur ihre Grundlagen bekannt waren, haben bereits photometrische Feststellungen am Himmel stattgefunden, indem die Helligkeiten der helleren Fixsterne in einer bestimmten Skala angegeben wurden. Obwohl dann in der Mitte des 18. Jahrhunderts die theoretische Photometrie durch Lambert in mustergültiger Weise begründet wurde, ist mit einer systematischen und erfolgreichen Anwendung auf den gestirnten Himmel erst in den letzten Jahrzehnten begonnen worden.

Eine verständliche Darstellung der Photometrie ist nur möglich, wenn ihre theoretischen Grundlagen bekannt sind, da hiervon die Konstruktion der Photometer und ihre Anwendung durchaus abhängig ist, und es muß daher, im Gegensatze zur Spektralanalyse, mit dem theoretischen Teile begonnen werden.

Neuntes Kapitel.

Die photometrischen Theorien.

Das menschliche Auge ist imstande, Unterschiede der Helligkeiten mit großer Schärfe wahrzunehmen, sofern sich die zu betrachtenden Helligkeiten innerhalb gewisser Grenzen befinden. Die obere Grenze ist gegeben durch eintretende Blendung. Kein Mensch kann ohne ernstliche Schädigung seiner Augen direkt die Sonne oder den elektrischen Bogen ansehen; es tritt sofort die Erscheinung der Nachbilder (siehe Erster Abschnitt, S. 55) in intensivster Weise ein, die jedes weitere Benutzen der Augen für längere Zeit unmöglich macht. Sinkt umgekehrt die Helligkeit unterhalb eines ge-

wissen Betrages, so vereitelt die physiologische Helligkeit des Augenhintergrundes das exakte Sehen, und es treten recht komplizierte Verhältnisse ein, deren nähere Besprechung an anderer Stelle zu erfolgen hat. Wenn nichts anderes gesagt ist, soll im folgenden stets angenommen werden, daß die zu beobachtenden Helligkeiten innerhalb dieser beiden Grenzen liegen, daß es sich also um für das Auge bequeme Helligkeiten handelt.

Während nun das Auge in der Lage ist, Helligkeitsunterschiede gut wahrzunehmen, so ist es jedoch kein Meßapparat; es kann das Verhältnis der Helligkeiten nicht zahlenmäßig angeben. Man erkennt z. B. sehr deutlich, daß eine elektrische Bogenlampe sehr viel heller ist als eine Kerze, ob sie aber 100 mal oder 1000 mal heller ist, können wir nicht sagen. Das Auge besitzt sogar eine schon erwähnte Schutzvorrichtung, die ohne Benutzung besonderer Vorsichtsmaßregeln das Urteil über verschiedene Helligkeiten direkt täuscht. Es ist das die Fähigkeit der Iris, die Öffnung der Pupille unwillkürlich zu verkleinern. Im Dunkeln und bei gut ausgeruhtem Auge besitzt die Pupille ihre Maximalöffnung von etwa 8^{mm}. Gelangt Licht ins Auge, so wird durch die Reizung des Sehnerven automatisch (reflektorisch) die Pupillenöffnung verkleinert, und zwar um so mehr, je heller das eindringende Licht ist; die Verkleinerung kann bis auf weniger als 1^{mm} heruntergehen, so daß alsdann nur der 64te Teil des Lichts ins Auge gelangt im Verhältnis zu dem von einer sehr schwachen Lichtquelle ausgehenden Lichte. Der Kontrast zwischen den beiden Helligkeiten ist also scheinbar um das 64fache vermindert!

Nur in einem einzigen, ganz speziellen Falle kann das Auge ein Lichtverhältnis messen, nämlich nur dann, wenn die zu vergleichenden Helligkeiten einander gleich sind. Unter besonders günstigen Umständen kann das Auge direkt die Gleichheit zweier Helligkeiten bis auf ein Prozent genau beurteilen, d. h. es kann noch eben erkennen, daß eine Fläche, deren Helligkeit 100 beträgt, etwas heller ist, als eine solche, deren Helligkeit 99 beträgt. In diesem einzigen Falle wird das Auge zum Meßinstrument, und es folgt daher als oberster Grundsatz der Photometrie:

Die zur Messung des Helligkeitsverhältnisses dienenden Instrumente müssen ausnahmslos so eingerichtet sein, daß in ihnen in meßbarer Weise die verschiedene Helligkeit zweier Objekte in die gleiche verwandelt werden kann.

Wenn dieser Grundsatz befolgt ist, so kann nunmehr das Auge messend eintreten; ob aber alsdann die Tarierung der Gleichheit der Helligkeiten eine richtige wird, hängt noch von einer großen Zahl von Faktoren ab, von denen einer ja eben kurz angedeutet worden ist. Besser, als Lambert das bereits im Jahre 1760 getan hat, läßt sich dieser Punkt nicht ausdrücken; es mögen daher hier seine Worte folgen: „Wenn je in der Photometrie ein Axiom etwas gilt, so ist es gewiß das folgende, welches wir allen anderen zugrunde legen: Eine Erscheinung ist dieselbe, so oft dasselbe Auge auf dieselbe Weise affiziert wird. Läßt man dieses,

da man über seine Wahrheit kaum zweifeln kann, zu, so werden sich, wie man sehen wird, hieraus die verschiedenen Sätze ergeben, mit deren Hilfe wir die vorher erwähnten Erfahrungen werden prüfen können."

„Um nämlich sagen zu können, das Auge sei dasselbe, ist erforderlich, daß Zeit und Ort dieselben sind, ferner daß das Licht, welches in das Auge fällt, dieselbe Helligkeit und Größe habe, da ja von beiden die Öffnung der Pupille abhängig ist. Findet dies nicht statt, so wird das Urteil des Auges über die Gleichheit des Lichts oder der Helligkeit nicht so sicher sein, daß nicht ein größerer Grad der Sicherheit erwünscht wäre."

„In ähnlicher Weise ist, damit das Auge ebenso affiziert werde, erforderlich, daß Größe, Distanz, Helligkeit und Stellung der betrachteten Objekte dieselben sind. Durch die Anwendung dieser Vorsichtsmaßregeln wird man dem Auge die denkbar größte Sicherheit verleihen können. Denn, wenn man auf diese Weise zwei oder mehrere Objekte anschaut und die Helligkeit derselben als die gleiche findet, so wird dieses Urteil sicher und richtig sein. Wenigstens muß man sehr bezweifeln, daß es hier noch eine größere Sicherheit geben kann."

„Da also das Urteil des Auges richtig ist, wenn es sich auf die Gleichheit der Helligkeit zweier oder mehrerer nebeneinander stehender Objekte bezieht, so kann man auch auf sicherem Wege weitergehen und die übrigen Fälle, welche verwickelter sind, auf diesen ersten und einfachsten reduzieren. Dies wird eintreten, wenn sich die Hilfsmittel bieten, eine beliebige Helligkeit so zu vermehren oder zu vermindern, daß sie einer gegebenen Helligkeit gleich wird. Zuvor aber soll untersucht werden, inwiefern das Urteil des Auges über die Ungleichheit der Helligkeit der Objekte richtig und zulässig ist."

„Ein Auge möge zwei nebeneinander stehende leuchtende Objekte anschauen und dieselben ungleich hell finden. Dann werden wir unter Anwendung unseres Axioms jedenfalls mit Sicherheit schließen, daß entweder das Auge nicht in demselben Zustand ist, oder, wenn dies der Fall ist, daß es von beiden Objekten verschieden affiziert wird. Das letztere kann man hinsichtlich der Lage, Größe und Entfernung der Gegenstände verhüten, so daß allein der Unterschied der Helligkeit übrig bleibt. Wenn ein solcher da ist, so kann durch ihn die Öffnung der Pupille dann und wann eine verschiedene werden. Stehen aber die Objekte einander so nahe, daß das Auge beide mit einem Blick übersieht, so ist klar, daß die Kontraktion der Pupille durch das Licht beider Objekte verursacht wird. Da also für beide die Öffnung dieselbe ist, so erleiden die in das Auge einfallenden Strahlen bezüglich ihrer Menge keine Veränderung, und daher wird das Urteil des Auges über die Verschiedenheit der Helligkeit jedenfalls richtig sein."

Wir wollen nun die Lambertschen Bedingungen für das Zustandekommen einer möglichst richtigen und genauen Beurteilung der Helligkeitsgleichheit etwas genauer präzisieren.

1. Die Gleichzeitigkeit. Zwischen der Betrachtung der beiden Objekte darf kein längerer Zeitraum verfließen, weil sonst keine Garantie dafür geboten ist, daß sich in beiden Fällen das Auge in der gleichen Beschaffenheit befunden hat. Ferner kommt der Umstand schädigend hinzu, daß gerade für Helligkeitsauffassungen unser Gedächtnis sehr trügerisch ist. Die Betrachtung der beiden zu vergleichenden Objekte muß genau gleichzeitig erfolgen, was dadurch zu erreichen ist, daß beide so nahe zusammen stehen, daß sie mit demselben Blick zu erfassen sind, daß also ihr Winkelabstand nicht mehr als 40′ bis 50′ beträgt. Läßt sich das nicht erreichen, so muß wenigstens die Möglichkeit gegeben sein, daß das Auge sehr schnell zwischen den beiden Objekten hin- und hergehen kann, so daß das Mittel der Betrachtungen des einen Objekts mit dem Mittel der Betrachtungen des anderen zeitlich zusammenfällt.

Die Bedingung der Gleichzeitigkeit schließt diejenige der Gleichheit des Ortes eigentlich in sich ein.

2. Die Gleichheit des Gesamtlichts, welches ins Auge dringt. Es ist nicht immer möglich und zuweilen auch nicht einmal wünschenswert, daß nur das von den zu vergleichenden Objekten kommende Licht ins Auge gelangt. Unter Umständen hat der Hintergrund, auf dem sich die Objekte projizieren, eine merkliche Helligkeit, oder besondere Bedingungen bewirken, daß in einem hellen Raume beobachtet werden muß, daß also seitliches Licht mit ins Auge tritt. In allen diesen Fällen ist sehr sorgfältig darauf zu achten, daß in bezug auf dieses Nebenlicht ganz genaue Gleichheit bei beiden Objekten herrscht. Das eine Objekt darf nicht einen hellen Hintergrund haben, wenn das andere einen dunklen hat, und bei der Betrachtung des einen Objekts darf nicht Nebenlicht ins Auge fallen, während dies bei dem anderen nicht im gleichen Maße stattfindet. Es ist sonst bei beiden Betrachtungen der Zustand des Auges nicht derselbe, vor allem die Öffnung der Pupille nicht die gleiche. Man kann übrigens ein Photometer so konstruieren, daß der letztere Fehler nicht in die Beobachtungen eingeht; es ist hierzu nur erforderlich, den Durchmesser des aus dem Photometer austretenden Lichtbündels kleiner zu machen, als den kleinsten in Betracht kommenden Pupillendurchmesser. Viel gewonnen ist hiermit aber nicht, da außer der Kontraktion der Pupille eine Irritierung des Auges durch Nebenlicht stattfindet, die unter Umständen mehr ausmachen kann als der Lichtverlust durch Kontraktion.

3. Die Gleichheit von Größe und Form. Je ähnlicher die zu vergleichenden Objekte einander sind, um so exakter kann die Beurteilung ihrer Helligkeitsgleichheit erfolgen. Es ist schwierig, die Gleichheit in der Helligkeit einer sehr kleinen und einer großen Fläche zu beurteilen. Das erstrebenswerte Ideal jeder photometrischen Messung ist die Vergleichung zwischen zwei Objekten, die in bezug auf Form und Größe vollständig miteinander übereinstimmen, also: Punkt mit Punkt, Linie mit Linie, Quadrat mit gleichgroßem Quadrat, Kreis mit gleichgroßem Kreis, wobei be-

hufs Erfüllung von 1. hinzukommt, daß beide Objekte sich möglichst nahe bei einander befinden müssen.

4. Die Gleichheit der Farbe. Da Lambert zunächst weißes Licht bei seinen Betrachtungen vorausgesetzt hat, so ist in seinen allgemeinen Darlegungen von dem Einflusse verschiedener Färbung auf die Beurteilung der Helligkeitsgleichheit keine Rede. Es ist dies aber ebenfalls ein Punkt von ganz besonderer Wichtigkeit. Selbst wenn die Farbennuancen zweier Objekte nur wenig voneinander differieren, ist die Beurteilung der Helligkeitsgleichheit schon sehr erschwert; bei größeren Unterschieden wird sie fast illusorisch, und es gehört eine besondere Übung dazu, die Helligkeit ganz verschieden gefärbter Objekte, z. B. rot und blau, auch nur annähernd richtig zu beurteilen. Bei den Aufgaben der allgemeinen Photometrie ist daher dafür Sorge zu tragen, daß die zu vergleichenden Objekte möglichst von derselben Färbung sind.

Die vorstehenden Prinzipien sind allein abgeleitet aus den physiologischen Eigenschaften unseres Auges. Sie müssen durchaus maßgebend sein für die Konstruktion von Photometern, und es wird daher in dem Kapitel, welches über die photometrischen Instrumente handelt, fortgesetzt auf diese Prinzipien zurückzukommen sein.

Das psycho-physische Grundgesetz der Photometrie. Wenn auch, wie wir gesehen haben, das Auge nicht imstande ist, selbständig Helligkeitsunterschiede zu messen, so vermag es doch Helligkeiten so einzuordnen, daß die Unterschiede zwischen den Helligkeiten einigermaßen konstant sind. In der Physiologie betrachtet man jede äußere Einwirkung auf die Sinnesorgane als einen Reiz, mit welchem die uns zum Bewußtsein kommende Empfindung in einem durchaus gesetzmäßigen Zusammenhange steht, solange nicht gewisse Grenzen nach oben und unten überschritten werden. Welches diese Grenzen im Falle des Sehens sind, haben wir bereits kennen gelernt. Durch zahlreiche Untersuchungen ist es festgestellt, daß die Stärke der Empfindung keineswegs proportional mit der Stärke des Reizes wächst, sondern daß sie viel langsamer zunimmt, als der Reiz selbst. Bezeichnet man die Empfindung E ganz allgemein als Funktion des Reizes R, so wissen wir also von der Funktion

$$E = f(R),$$

daß sie mathematisch so beschaffen sein muß, daß E viel langsamer zunimmt als R. Fechner hat zuerst die Natur dieser Funktion erkannt, sie ist einfach eine logarithmische Funktion, und das Fechnersche psycho-physische Grundgesetz lautet: „Die Empfindung ist proportional dem Logarithmus des Reizes".

Beim Sehen ist die Stärke des Reizes gegeben durch die Intensität des ins Auge dringenden Lichts; bezeichnet man dieselbe mit J, so heißt also das photometrisch-psycho-physische Grundgesetz

$$E = c \cdot \log J,$$

wo c eine konstante Zahl ist, die von den Versuchsbedingungen abhängt, also keine allgemeine Bedeutung besitzt.

Fechner hat ein sehr einfaches, leicht zu wiederholendes Experiment angegeben, welches die Wirkung dieses Gesetzes klarlegt: Auf einer weißen Fläche stelle man senkrecht einen undurchsichtigen Stab (Bleistift) auf, daneben in ungleicher Entfernung zwei Kerzen, so daß der Stab zwei Schatten auf die Fläche wirft. Die nähere Kerze beleuchtet die Fläche mit der Helligkeit H, die entferntere mit der geringeren Helligkeit h. Im ganzen hat also die Fläche die Helligkeit $H + h$. Im Schatten der näheren Kerze fehlt aber H, der Schatten hat also die Helligkeit h, im Schatten der entfernteren Kerze fehlt h, der Schatten hat die Helligkeit H. Der Helligkeitsunterschied des zweiten Schattens gegen die Umgebung ist also gleich dem Unterschied von $H + h$ zu H allein. Rückt man nun die nähere Kerze immer näher, so daß also H immer stärker wird, so wird dieser zweite Schatten endlich ganz verschwinden, das Auge kann ihn nicht mehr wahrnehmen, obgleich doch die Helligkeitsdifferenz stets konstant h bleibt; das Auge beurteilt also Helligkeitsdifferenzen nicht als konstant, während sich die absolute Helligkeit ändert.

Die Versuche haben ergeben, daß dagegen das Verhältnis der Helligkeitsänderung zur Gesamthelligkeit als konstant empfunden wird, also $\frac{h}{H+h}$; das ist aber nichts anderes als das bereits angeführte logarithmische Gesetz, nur in verschiedener mathematischer Ausdrucksweise.

Es sind demnach nicht die Intensitäten der Helligkeit selbst, welche im Auge zur Wahrnehmung kommen, sondern ihre Logarithmen. In wissenschaftlichen photometrischen Abhandlungen werden daher fast nur noch die Intensitätslogarithmen angegeben; in dem vorliegenden Buche werden bald die Intensitäten, bald ihre Logarithmen zur Anwendung gelangen, je nachdem es das leichtere Verständnis erfordert. Ein sehr häufiger Gebrauch wird ferner von dem Begriffe der Größenklassen gemacht; an dieser Stelle sei hierüber nur bemerkt, daß die aufeinanderfolgenden Größenklassen das Intensitätsverhältnis 2,5 besitzen; ein Stern 1. Größe ist also 2,5 mal heller als ein Stern 2. Größe. Diesem konstanten Verhältnisse der Intensitäten entspricht in den Intensitätslogarithmen als Differenz der Logarithmus von 2,5, der 0,398 beträgt. In neuerer Zeit hat man aus Bequemlichkeitsgründen von dem genauen Verhältnis 2,5 abgesehen und dafür den abgekürzten Logarithmus 0,4 eingeführt. Man erhält also die Größendifferenzen durch Division der Intensitätslogarithmen durch 0,4. Beispielsweise sind demnach folgende Angaben identisch: Helligkeitsverhältnis 15 : 2 = Differenz der Intensitätslogarithmen 0,875 = Differenz in Größenklassen 2,19.

Der Ausdruck $\frac{h}{H+h}$ stellt den Kontrast dar zwischen einem beleuchteten Objekt und seiner Umgebung, wenn das Objekt der gleichen Belichtung ausgesetzt ist wie die Umgebung. Der am häufigsten vorkommende Fall

dieser Art ist bei der Helligkeitsmessung der Gestirne gegeben, wo sich die Helligkeit des scheinbaren Hintergrundes — der beleuchteten Erdatmosphäre — zur Helligkeit des Gestirns addiert.

Wir haben bisher nur ganz allgemein von leuchtenden Objekten gesprochen, ohne über die Ursache ihres Leuchtens irgend etwas auszusagen. Es ist nun streng zu unterscheiden zwischen selbstleuchtenden Objekten, z. B. Sonne, Kerzenflamme, und beleuchteten, an sich dunklen Objekten, z. B. Mond, Papier. Bei den ersteren ist die Art des Leuchtens abhängig von der Temperatur, der chemischen, physikalischen und der Oberflächenbeschaffenheit, bei den letzteren spielt die eigene Temperatur keine maßgebende Rolle. Die Intensität des von den selbstleuchtenden Körpern ausgehenden Lichts hängt von der Schwingungsweite der Atome ab und ist dem Quadrate derselben proportional; sie soll stets als Intensität oder Leuchtkraft bezeichnet werden. Diejenige Helligkeit aber, welche durch die Leuchtkraft eines selbstleuchtenden Körpers auf einem dunklen Körper objektiv erzeugt wird, soll Beleuchtung genannt werden. Diese Beleuchtung kann unmittelbar nicht wahrgenommen werden; sie kann nur berechnet werden aus Leuchtkraft und Stellung des selbstleuchtenden Körpers, oder, wenn die physikalischen Eigenschaften des dunklen Körpers genau bekannt sind, rückwärts aus der beobachteten Beleuchtung oder der scheinbaren Helligkeit. Diese letztere ist allein beobachtbar und ist im allgemeinen kleiner als die Beleuchtung, da sie nur dem Betrage des in der Richtung nach dem Auge hin reflektierten Lichts entspricht. Alle Aufgaben der Photometrie sind schließlich darauf zurückzuführen, die scheinbare Helligkeit zu bestimmen, da letztere allein sowohl berechenbar als auch beobachtbar ist.

Ein ebenfalls sehr wichtiger und scharf zu beachtender Unterschied besteht zwischen Flächenhelligkeit und Gesamthelligkeit eines leuchtenden Objekts. Der Begriff Flächenhelligkeit kann natürlich nur bei einem ausgedehnten Objekt in Frage kommen, welches eine deutlich als solche erkennbare Fläche darbietet. Unter Flächenhelligkeit versteht man die Helligkeit, welche die Einheit der Fläche des leuchtenden Körpers aussendet. Diese Einheit kann in gewöhnlichem Flächenmaße ausgedrückt sein, z. B. ein Quadratzentimeter, man kann aber auch ein Winkelmaß zugrunde legen, z. B. einen Quadratgrad. Unter Flächenhelligkeit kann man sowohl die Leuchtkraft verstehen, wenn man nämlich untersuchen will, wie ein Körper von einem anderen Körper beleuchtet wird, als auch die scheinbare Helligkeit, wenn es sich um eine Untersuchung handelt, wie uns eine beleuchtete oder leuchtende Fläche erscheint. Die Wahl der Einheit, ob Flächen- oder Winkelmaß, hängt davon ab, ob man es mit der wahren Größe oder der scheinbaren Größe eines Objekts zu tun hat. Kennt man die wahre Größe eines Objekts, also den Inhalt seiner Fläche in Quadratzentimetern und gleichzeitig seine Entfernung von Lichtquelle und Beobachter, so kann man auch die Flächenhelligkeit als für das Quadratzentimeter gültig aus-

drücken. Ist aber der wirkliche Flächeninhalt und also auch die Entfernung des leuchtenden Objekts nicht bekannt, so kann man nur ein Winkelmaß als Einheit zugrunde legen und die Flächenhelligkeit nur für eine derartige Einheit angeben. Wenn die Ausdehnung eines leuchtenden Objekts in Wirklichkeit scheinbar so klein ist — letzteres z. B. bei Fixsternen infolge der gewaltigen Entfernung —, daß das Auge eine Fläche nicht mehr erkennen kann, so nennt man die Lichtquelle eine punktförmige. Ihre scheinbare Größe wird durch Variation der Entfernung nicht geändert, und der Begriff der Flächenhelligkeit fällt also fort. Bei punktförmigen Lichtquellen hat man es nur mit der Gesamthelligkeit zu tun, deren Behandlung und Berechnung eine von der Flächenhelligkeit durchaus verschiedene ist; es ist daher wichtig, zwischen beiden Begriffen streng zu unterscheiden. Es möge nicht unerwähnt bleiben, daß auch ein an und für sich dunkler Körper, der aber beleuchtet ist, einen dritten Körper wieder beleuchten kann; in diesem Falle spielt natürlich der erste beleuchtete Körper gegenüber dem dritten Körper die Rolle eines selbstleuchtenden. Es ist erforderlich, sich diese Grundbegriffe durchaus klar zu machen, da nur dann ein volles Verständnis der Photometrie möglich wird.

Nach Klarlegung der Grundbegriffe können nunmehr auch die Aufgaben der theoretischen Photometrie folgerichtig präzisiert werden. Die erste Aufgabe lautet, die objektive Beleuchtung einer beliebigen Fläche durch einen leuchtenden Punkt zu berechnen; daran würde sich anschließen, die objektive Beleuchtung einer beliebigen Fläche durch eine beliebige leuchtende Fläche zu bestimmen. Damit wären die Beleuchtungsaufgaben erledigt. Die dritte Aufgabe würde danach sein, die scheinbare Helligkeit der in den zwei ersten Aufgaben behandelten beleuchteten Flächen zu ermitteln. Diese drei Aufgaben umfassen die gesamte theoretische Photometrie, und wir müssen sofort bekennen, daß nur die erste derselben streng zu lösen ist, während die beiden anderen, insbesondere die dritte, noch gänzlich ungelöst dastehen. Allein näherungsweise Lösungen sind bisher möglich gewesen, die für die Praxis nur Wert haben, wenn die ein- und austretenden Lichtstrahlen keine großen Neigungen gegen die betreffenden Flächen besitzen. Den Grund für die entgegenstehenden enormen Schwierigkeiten werden wir kennen lernen. Auch in den Fällen, in denen die Aufgaben näherungsweise zu lösen sind, werden die Probleme häufig äußerst verwickelt und bieten beträchtliche mathematische Schwierigkeiten, denen zu folgen an dieser Stelle unmöglich ist.

1. Die Beleuchtung einer Fläche durch leuchtende Punkte. In der Definition der Lichtquelle als leuchtender Punkt liegt die wesentliche Eigenschaft des letzteren inbegriffen: Ein leuchtender Punkt sendet nach allen Richtungen Strahlen von derselben Intensität aus. Die Lage des leuchtenden Punktes zur beleuchteten Fläche ist also in bezug auf die von dem leuchtenden Punkt ausgehende Strahlung selbst ganz gleichgültig, sie ist maßgebend nur in bezug auf die Beleuchtung der Fläche.

Es möge nun zunächst angenommen werden, die Fläche sei eine Ebene und sei sehr klein im Verhältnis zu ihrer Entfernung von dem leuchtenden Punkte. Im ersten Abschnitt S. 16 haben wir bereits gelernt, daß bei jeder von einem Punkte ausgehenden Strahlung die Intensität der Strahlung umgekehrt dem Quadrate der Entfernung proportional ist. Dieses allgemeine Gesetz ist natürlich für die Lichtstrahlung ebenfalls gültig und spielt in der vorliegenden Aufgabe eine wichtige Rolle, indem es eine unbeschränkte Abhängigkeit der Beleuchtungsstärke von der Entfernung des leuchtenden Punktes festsetzt. Befindet sich der leuchtende Punkt zuerst in der Entfernung r_1 und nachher in der Entfernung r_2, so verhalten sich die Beleuchtungen der sonst unverändert gebliebenen Fläche wie $\frac{1}{r_1^2} : \frac{1}{r_2^2}$, oder, wenn man die Anfangsentfernung gleich 1 setzt und die Beleuchtung der Fläche in dieser Entfernung mit B_0 bezeichnet, so ist ganz allgemein bei einer beliebigen Entfernung r die Beleuchtung ausgedrückt durch $B = \frac{B_0}{r^2}$.

Es ist aber keineswegs gleichgültig, abgesehen von der Entfernung, welche Lage das Flächenstück zu dem leuchtenden Punkte besitzt, d. h. unter welchem Winkel die Strahlen auf das Flächenstück fallen. In der Fig. 74 sei AB das Flächenstück. Der leuchtende Punkt P liege in weiter Entfernung, so daß die die Fläche treffenden Strahlen PA und PB als parallel betrachtet werden können. Der Winkel, den die Strahlen mit dem zur Fläche AB senkrecht stehenden Lote L bilden (i), wird Einfallswinkel genannt. Wenn man von B aus eine Fläche senkrecht zur Strahlenrichtung legt (BC), so füllt diese Fläche ebenfalls das ganze auf die Fläche AB gelangende Lichtbündel aus, empfängt also die gleiche Beleuchtung wie AB. Nun ist aber augenscheinlich AB größer als BC; dieselbe Lichtmenge verteilt sich also auf eine größere Fläche, mithin ist die Flächenhelligkeit oder die Lichtdichtigkeit auf ihr geringer. In dem rechtwinkligen Dreieck ABC verhalten sich aber die Stücke AB und BC zu einander wie der Kosinus des Winkels i zu 1, mithin folgt, daß die Beleuchtung der Fläche AB proportional dem cos i ist.

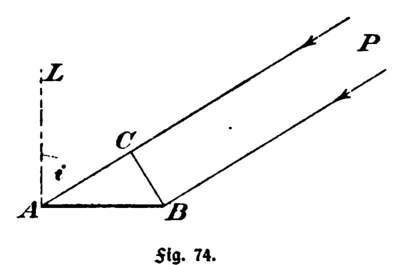


Fig. 74.

Für die Beleuchtung kleiner ebener Flächen durch einen leuchtenden Punkt ergibt sich mithin als allgemein gültiges Gesetz, wenn wir die beiden gefundenen Beziehungen zusammenziehen:

$$B = \frac{B_0 \cdot \cos i}{r^2}.$$

In Worten heißt dieser Hauptsatz der Photometrie: **Die Beleuchtung einer kleinen ebenen Fläche durch einen Punkt ist umgekehrt pro-**

portional dem Quadrate der Entfernung des Punktes und direkt proportional dem Kosinus des Einfallswinkels.

Wird die Fläche von mehreren leuchtenden Punkten beleuchtet, so sind zwei Fälle zu unterscheiden. Es kann der Fall vorliegen, daß die Fläche zwar scheinbar von mehreren Punkten aus beleuchtet wird, während in Wirklichkeit das Licht nur von einem einzigen Punkte herrührt, z. B. durch Spiegelungen. In diesem Falle kann Interferenz der Lichtstrahlen eintreten, und es findet eine periodisch ungleichförmige Beleuchtung statt. Die Behandlung derartiger Fälle gehört nicht in das Kapitel der Photometrie, und dieselben müssen hier ausgeschlossen werden.

Sind die leuchtenden Punkte von einander unabhängig, so sind auch die verschiedenen Beleuchtungen von einander unabhängig, sie addieren sich einfach. Trifft also von dem zweiten Punkte, dessen Entfernung von der Fläche r_1 sein möge, das Licht unter dem Einfallswinkel i_1 ein, und ist seine Helligkeit so, daß in der Entfernung 1 bei senkrechtem Eintreffen der Lichtstrahlen die Beleuchtung B_1 beträgt, so ist die Gesamtbeleuchtung durch die zwei Punkte:

$$B = \frac{B_0 \cos i}{r^2} + \frac{B_1 \cos i_1}{r_1^2}.$$

Jeder neue leuchtende Punkt liefert wieder ein entsprechendes Glied zu dieser Gleichung.

Ein Zahlenbeispiel möge diesen einfachsten Fall der photometrischen Aufgaben noch weiter erläutern. Für den Punkt 1 möge B_0 auch gleich 1 sein, der Neigungswinkel i möge 60° (sein Kosinus ist dann gleich 0,5) sein, die Entfernung r sei 2. Der Punkt 2 möge dreimal so hell sein als 1, also $B_1 = 3$. Der Neigungswinkel sei 37° (sein Kosinus ist dann gleich 0,8), die Entfernung r_1 sei gleich 4. Dann ist

$$B = \frac{1 \times 0{,}5}{4} + \frac{3 \times 0{,}8}{16} = \frac{1}{8} + \frac{1{,}2}{8} = \frac{1{,}1}{4} = 0{,}28.$$

Während nun die Ermittelung der Beleuchtung einer kleinen ebenen Fläche durch einen oder durch mehrere Punkte eine so einfache war, daß auch hier ihre mathematische Darlegung gegeben werden konnte, ändert sich das sofort, wenn die Bedingung fallen gelassen wird, daß die Fläche klein in bezug auf die Entfernung ist, und in noch weiterem Maße, wenn die Fläche nicht mehr eben ist, sondern gekrümmt. Für den Mathematiker sind diese Beleuchtungsaufgaben nicht schwierig, für uns kann aber ihr Verständnis nicht vorausgesetzt werden. Um dies zu zeigen, soll der einfachste Fall angenommen werden: die Beleuchtung einer großen Ebene durch einen leuchtenden Punkt.

AB sei ein Durchschnitt durch die ebene Fläche. In P (Fig. 75) liege der leuchtende Punkt. Wir wollen zuerst in A ein kleines Teilchen der Fläche betrachten, für welches der Einfallswinkel gleich i und die Entfernung gleich r ist. Für dieses Teilchen können wir die Beleuchtung nach dem

obigen Satze angeben, weil es im Verhältnis zu r sehr klein sein soll. Für das an der anderen Kante der Fläche bei B gelegene Flächenteilchen tritt ein ganz anderer Einfallswinkel i_1 und eine ganz andere Entfernung r_1 in Frage. Seine Beleuchtung kann ebenfalls nach dem obigen Satze angegeben werden, und ebenso kann dies für jedes beliebige, dazwischenliegende Teilchen geschehen. Die Beleuchtung der ganzen Fläche AB ist nun die Summe aller dieser unzähligen Einzelbeleuchtungen. Wie schon gesagt, ist die Bildung dieser Summe für den Mathematiker nicht schwierig, wohl aber für den Laien. Es mögen aber die Resultate einiger derartiger Aufgaben angegeben werden und zwar speziell solcher, die in der Astrophysik verwendet werden können.

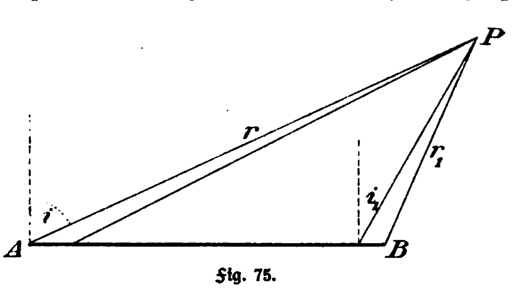


Fig. 75.

Die beleuchtete Fläche sei eben und kreisförmig begrenzt; der Radius des Kreises sei a. Senkrecht über dem Mittelpunkt des Kreises befinde sich der leuchtende Punkt in der Entfernung r. Dann ist die Beleuchtung der Kreisfläche gleich

$$B = 2\pi B_0 \left\{ 1 - \frac{r}{\sqrt{r^2 + a^2}} \right\},$$

worin π die bekannte Zahl 3,14159... bedeutet, welche das Verhältnis des Durchmessers zum Kreisumfange angibt.

Die beleuchtete Fläche sei eine Kugel mit dem Radius a; der leuchtende Punkt befinde sich in der Entfernung r vom Mittelpunkte der Kugel. Die Lösung führt zu einem ganz ähnlichen Ausdruck wie vorher. Es ist

$$B = 2\pi B_0 \left\{ 1 - \frac{\sqrt{r^2 - a^2}}{r} \right\}.$$

2. Die Beleuchtung einer Fläche durch eine Fläche. Es soll hier wieder zunächst der Spezialfall behandelt werden, daß beide Flächen klein und eben sind.

Man könnte zunächst denken, daß eine leuchtende Fläche nur eine Summe leuchtender Punkte sei, die nach ihrer Definition einzeln nach allen Richtungen hin dieselbe Lichtmenge ausstrahlen, und die Aufgabe wäre damit auf die erste Aufgabe reduziert, da es sich alsdann um die Summation der Beleuchtungen von vielen gleich hellen und in gleicher Richtung und Entfernung befindlichen Punkten handeln würde. Da bei beliebiger Veränderung der Lage der leuchtenden Fläche die Zahl der leuchtenden Punkte nicht verändert wird, so wäre die Lage der Fläche gleichgültig, ja selbst im extremsten Falle, wenn nämlich die leuchtende Fläche der beleuchteten genau ihre Kante zuwendet, müßte die von ihr ausgehende Lichtmenge noch immer

dieselbe sein, als wenn sie senkrecht ausstrahlte. Der Mathematiker Euler hat diese Annahme seinen photometrischen Untersuchungen auch tatsächlich zugrunde gelegt; es kann aber keinem Zweifel unterliegen, daß sie nicht zutreffend ist, da sie einmal zu Folgerungen führt, die mit den Beobachtungen in starkem Widerspruche stehen, andererseits aber auch den neueren Anschauungen über das Wesen der Ausstrahlung widerspricht. Schon Lambert hat das Eulersche Gesetz als unzutreffend bezeichnet und ein anderes an dessen Stelle gesetzt, dessen Richtigkeit er übrigens selbst nicht beweisen konnte; das ist erst viel später durch Lommel geschehen, indessen nur unter der Beschränkung einerseits auf sogenannte völlig undurchsichtige Körper, wie die Metalle, andererseits auf unendlich dicke Gasschichten. Lambert nahm an, daß nicht die wirkliche, sondern die scheinbare, von der beleuchteten Fläche aus gesehene leuchtende Fläche für die Beleuchtung maßgebend ist.

In der Fig. 76 sei L die leuchtende, B die beleuchtete kleine Fläche. Von B aus gesehen erscheint L von der Größe der senkrecht zur Strahlenrichtung gedachten kleineren Fläche S. Genau entsprechend wie bei der beleuchteten Fläche ist die gedachte Fläche zwar von derselben scheinbaren Größe wie die wirkliche, im Verhältnis zur wahren Größe aber um den cosinus ε kleiner, wobei nunmehr ε als der Austrittswinkel oder Emanationswinkel bezeichnet wird. Benennt man auch hier wieder die Beleuchtung von B durch die senkrecht zum Strahlengange liegende leuchtende Fläche S in der Entfernung 1 B_0, so ist in diesem Falle die Beleuchtung auf B gleich

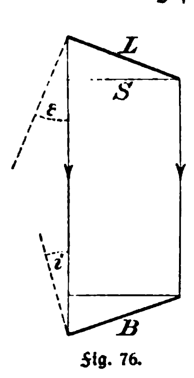


Fig. 76.

$$J = \frac{B_0 \cos i \cos \varepsilon}{r^2}.$$

In Worten heißt dieses Grundgesetz: **Die Beleuchtung einer kleinen ebenen Fläche durch eine ebenfalls kleine ebene leuchtende Fläche ist umgekehrt proportional dem Quadrate der Entfernung und direkt proportional dem Kosinus des Eintrittswinkels und dem Kosinus des Emanationswinkels.**

Der Übergang von einer kleinen leuchtenden Fläche auf eine große bietet wieder die entsprechenden Schwierigkeiten wie bei der beleuchteten. Die Aufgabe, die Beleuchtung einer großen Fläche durch eine andere große leuchtende Fläche zu berechnen, kann unter Umständen zu sehr großen mathematischen Schwierigkeiten und zu sehr komplizierten Ausdrücken führen.

Man kann nun einige allgemeine Sätze ableiten, welche die Lösung der speziellen Aufgaben beträchtlich erleichtern. Der erste dieser Sätze lautet:

Wenn zwei beliebige leuchtende Flächen sich gegenseitig beleuchten, so sind die Beleuchtungen den Leuchtkräften der beiden Flächen proportional.

Für Flächen, die einen Mittelpunkt haben, also z. B. Kreis, Ellipse, Kugel, Ellipsoid, gilt der folgende Satz:

> Die Beleuchtung, welche eine leuchtende Mittelpunktsfläche auf eine kleine ebene Fläche bewirkt, ist proportional dem Kosinus des Einfallswinkels des mittleren Strahls auf diese kleine ebene Fläche.

Es geht aus diesem zweiten Satze hervor, daß man bei Beleuchtung durch derartige Flächen nur den speziellen Fall zu rechnen braucht, daß der Mittelpunkt der leuchtenden Fläche senkrecht über der kleinen Fläche steht.

3. **Die Ermittelung der scheinbaren Helligkeit beleuchteter Flächen.** Man ist auf Grund der vorstehenden Betrachtungen in der Lage, die Beleuchtung eines beliebig gestalteten Körpers durch einen anderen Körper zu berechnen, also z. B. die Beleuchtung eines Planeten oder eines Mondes durch die Sonne. Wir haben aber schon darauf hingewiesen, daß diese Beleuchtung selbst nicht beobachtet werden kann, weil die Beleuchtung eines Körpers etwas Objektives ist. Beobachtet kann nur werden, wie der beleuchtete Körper, von irgend einer Richtung aus gesehen, erscheint, d. h. welchen Betrag von Licht er in dieser Richtung durch **Reflexion** entsendet, und das hängt von seiner physikalischen Beschaffenheit ab. Stellen wir uns z. B. vor, der beleuchtete Planet sei ein absolut schwarzer Körper, so würde er die gesamte Strahlungsenergie, die durch die Beleuchtung auf ihn fällt, absorbieren und in Wärme umsetzen; er wird nichts reflektieren und bleibt also trotz einer eventuell sehr intensiven Beleuchtung unsichtbar. Derselbe Erfolg würde eintreten, wenn der Körper absolut durchsichtig wäre; er würde in diesem Falle alles Licht hindurchlassen, ebenfalls nichts reflektieren, also auch nicht sichtbar sein. Wir sehen demnach, daß die Erscheinung eines beleuchteten Körpers zunächst von seinem Reflexionsvermögen abhängt, und dieses Reflexionsvermögen ist im allgemeinen eine sehr komplizierte Funktion der Oberflächenbeschaffenheit. Es müssen in dieser Beziehung wiederum zwei Fälle streng von einander getrennt werden: Die Oberfläche kann spiegelnd und sie kann rauh sein.

Spiegelnde Oberflächen. Vollkommen spiegelnde Flächen sind solche, von welchen ein Lichtstrahl in der Einfallsebene (Zeichnungsebene) unter dem Einfallswinkel wieder reflektiert wird. In Fig. 77 sei AB die vollkommen spiegelnde Fläche; ein von S kommender Lichtstrahl trifft diese Fläche in P unter dem Einfallswinkel α; er verläßt die Fläche in der Zeichnungsebene unter dem Austrittswinkel β; hierbei ist $\alpha = \beta$, und der reflektierte Strahl hat genau dieselbe Intensität wie der eintreffende. Trotz der Beleuchtung durch den Strahl

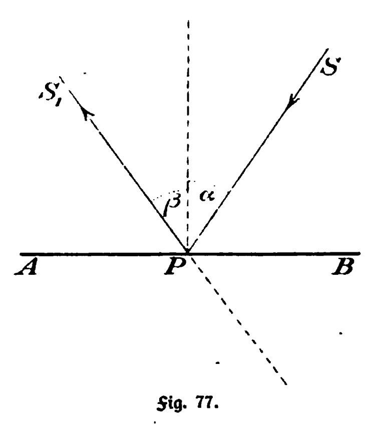


Fig. 77.

vom Punkte S aus bleibt die Fläche von allen Richtungen aus gesehen unsichtbar. Nur in der Richtung $S_1 P$ erblickt man den leuchtenden Punkt S so, als wenn er sich in der rückwärtigen Verlängerung der Richtung $S_1 P$ befände.

Derartige absolut spiegelnde oder reflektierende Flächen gibt es in der Natur nicht. Dem idealen Falle am nächsten kommen die hochpolierten Flächen der Metalle, unter ihnen an erster Stelle des Silbers; bei diesem Metall gehen bei der Reflexion nur wenige Prozente verloren. Die Oberflächen sind niemals absolut glatt herzustellen, und infolgedessen werden mehr oder weniger starke Beträge des auffallenden Lichtes nach allen möglichen Richtungen hin reflektiert; außerdem findet auch ein weiter unten zu besprechender Absorptionsverlust statt.

Eine in einem Punkte wesentlich verschiedene Art der Reflexion findet von hochpolierten Oberflächen durchsichtiger Körper statt, z. B. vom polierten Glase. In bezug auf die Einhaltung der Einfallebene und auf die Gleichheit von Einfalls- und Reflexionswinkel ist hierbei alles dasselbe; aber der Betrag des reflektierten Lichtes ist ein sehr viel geringerer, da ein großer Teil, meistens der bei weitem größte Teil, in den durchsichtigen Körper eindringt und als gebrochener Strahl weitergeht, wie das bereits im ersten Abschnitt dargelegt ist. Der Betrag des reflektierten Lichts ist abhängig vom Brechungskoeffizienten des betreffenden Körpers, außerdem von dem Einfallswinkel. Ist letzterer gleich Null, fällt also das Licht senkrecht zur spiegelnden Fläche ein, so ist der Betrag des reflektierten Lichts sehr einfach gegeben durch $R = B_0 \left(\frac{n-1}{n+1}\right)^2$, wenn n den Brechungskoeffizienten bezeichnet. Für gewöhnliches Glas resultiert hieraus $R = B_0 \cdot \frac{1}{20}$, d. h. nur 5% des eintretenden Lichtes werden reflektiert, während 95% in das Glas eindringen. Da spiegelnde Flächen bei den Himmelskörpern wohl kaum vorkommen (Ausnahme: Meere auf der Oberfläche eines Planeten), so mögen die angegebenen Bemerkungen hier genügen.

Rauhe Oberflächen. Unter absolut rauhen Oberflächen versteht man solche, welche das einfallende Licht nach allen Richtungen hin nach dem gleichen Gesetze reflektieren. Absolut rauhe Flächen gibt es ebensowenig wie absolut glatte. Es tritt stets eine spiegelnde Wirkung hinzu, um so mehr, je größer der Einfallswinkel wird, so daß also in der Einfallsebene und besonders in der Reflexionsrichtung des Strahls, sofern die Fläche ein Spiegel wäre, mehr Licht reflektiert wird, als in den anderen Richtungen. Dem ideal rauhen Zustande nähern sich am meisten Gips, Ackererde, Tuch usw. Der Umstand, daß stets Spiegelung mit hinzutritt, bedingt es, daß bis heute kein streng gültiges Reflexionsgesetz für rauhe Flächen, wie sie in der Natur speziell bei Himmelskörpern vorkommen, gefunden worden ist, und doch wäre ein solches Gesetz von der allergrößten Wichtigkeit für die Photometrie, da es ja die Brücke bilden würde zwischen der theoretisch

bestimmbaren objektiven Beleuchtung und der durch die Beobachtung zu messenden scheinbaren Helligkeit der beleuchteten Objekte.

Da es nun Formeln, welche die bei rauhen Oberflächen entstehende Spiegelung einschließen, nicht gibt, so müssen wir diese Unvollkommenheit zwar mitnehmen, müssen aber bei den Resultaten stets bedenken, daß dieselben in mehr oder minder starker Weise hierdurch beeinflußt sind.

Es handelt sich zunächst darum, festzustellen, wie das von einer beleuchteten kleinen ebenen Fläche ausgehende Licht vom Emanationswinkel abhängt. Lambert nahm an, daß eine beleuchtete rauhe Fläche sich in dieser Beziehung genau so verhalten müsse, wie eine selbstleuchtende, daß das ausgehende Licht also vom Kosinus des Emanationswinkels abhängig sei, und daß mithin alle Aufgaben, die scheinbare Helligkeit einer beleuchteten Fläche zu bestimmen, bis auf die Hinzufügung einer Reflexionskonstanten mit den Aufgaben, die Beleuchtung eines Punktes durch eine selbstleuchtende Fläche zu ermitteln, identisch seien.

Auf den ersten Blick erscheint dies auch als ganz selbstverständlich; bei näherer Überlegung aber zeigt es sich, daß die Aufgabe eine viel verwickeltere ist. Wenn ein undurchsichtiger Körper glüht, seine Oberfläche also selbstleuchtend wird, so ist doch die Annahme unrichtig, daß nur die Oberfläche im Sinne einer mathematischen Fläche lichtaussendend sei. Auch die Metalle sind in sehr dünnen Schichten durchscheinend, auch selbst bei ihnen dringt das Licht, wenn sie im glühenden Zustande sind, aus einer gewissen, sehr geringen Tiefe hervor und muß also eine Schicht des Metalls durchdringen, bei welcher Gelegenheit Absorption stattfindet, die mit der Tiefe immer mehr zunimmt, so daß schließlich überhaupt kein Licht mehr herausdringt. Erst durch diese Annahme über den Strahlungsursprung ist Lommel imstande gewesen, das Lambertsche Emanationsgesetz für leuchtende Flächen zu beweisen. Bei der Beleuchtung müssen nun ähnliche Vorgänge stattfinden. Das auffallende Licht wird bis zu einer gewissen Tiefe eindringen und dann wieder ausstrahlen. Fände hierbei nur auf dem letzteren Wege Absorption statt, so würde das Lambertsche Emanationsgesetz auch für beleuchtete Flächen gültig sein; naturgemäß findet aber auch beim Eindringen bereits Absorption statt, und dadurch wird das Lambertsche Gesetz modifiziert.

Seeliger kommt auf Grund dieser Anschauung zu einem Emanationsgesetze, welches die beiden, für den Hin- und Herweg in der Oberfläche in Frage tretenden Absorptionskoeffizienten enthält. Nennt man diese beiden Absorptionskoeffizienten k und k′, und bezeichnet man ihr Verhältnis, nämlich $\frac{k}{k'}$, mit λ, so lautet das Seeligersche photometrische Gesetz, wenn man ferner das reflektierte Licht mit R bezeichnet:

$$R = k \cdot \frac{\cos i \cos \varepsilon}{\cos i + \lambda \cos \varepsilon}.$$

Bei einem weißen Körper sind die beiden Absorptionskoeffizienten einander gleich, das Gesetz vereinfacht sich dann in:

$$R = k \cdot \frac{\cos i \cos \varepsilon}{\cos i + \cos \varepsilon} \,.$$

Es darf nicht verschwiegen werden, daß auch dieses auf besserer Grundlage beruhende Seeligersche Gesetz keineswegs die Beobachtungen befriedigend darstellt; es macht sich eben der schon vorhin angedeutete Umstand bemerklich, daß in diesem Gesetze die Spiegelung vernachlässigt werden mußte. Wir werden daher im dritten Teile dieses Buches, bei der Angabe photometrischer Resultate, dieselben nach beiden Gesetzen (Lambert und Seeliger) berechnet angeben.

Bei spiegelnden Reflexionen hängt, abgesehen von dem Eintrittswinkel — und um diesen zu eliminieren, soll für die folgenden Betrachtungen senkrechter Eintritt angenommen werden —, das Verhältnis des Betrages des reflektierten zum einfallenden Lichte vom Reflexionsvermögen oder -Koeffizienten ab. Bei sogenannten durchsichtigen Körpern kann, wie schon angegeben, der Reflexionskoeffizient, der im allgemeinen klein ist, aus dem Brechungskoeffizienten berechnet werden.

Bei rauhen Flächen bezeichnet man den Reflexionskoeffizienten als Albedo, d. h. Weiße, der betreffenden Fläche. Unter Zugrundelegung des Lambertschen Emanationsgesetzes bedeutet diese Albedo nichts anderes als einen Koeffizienten, der diesem Gesetze zugesellt wird, daher also einen konstanten Wert hat. Beim Seeligerschen Gesetze ist dies nicht möglich, da ja bei ihm die Albedo mit dem Einfallswinkel variiert. Seeliger hat daher für die Albedo eine andere, komplizierte Definition eingeführt, die hier nicht näher dargelegt werden kann.

Die Albedo gibt an, wieviel vom senkrecht einfallenden Licht bei rauhen Flächen reflektiert wird. Im günstigsten, in der Natur nicht vorkommenden Falle könnte diese Reflexion ohne Lichtverlust vor sich gehen, die Albedo wäre alsdann 1; in Wirklichkeit muß sie demnach stets kleiner als 1 sein. Die Bestimmung der Albedo bei einem Himmelskörper gewährt nun insofern einen gewissen Aufschluß über seine Oberflächenbeschaffenheit, als sie einen Vergleich mit der Albedo irdischer Substanzen zuläßt. Leider liegen hierüber erst wenige Bestimmungen vor; für Stoffe, die eventuell die Oberfläche von beleuchteten Himmelskörpern bilden könnten, mögen die folgenden Werte angeführt werden:

Schnee.	0,78
Weißer Sandstein	0,24
Tonmergel . . .	0,16
Ackererde. . . .	0,08.

Der Begriff der Albedo gilt wörtlich nur für weißes Licht, kann aber im übertragenen Sinne auch für gefärbtes angewandt werden. Hat ein Körper eine ausgesprochene Oberflächenfarbe, z. B. ein roter Ziegelstein, so

besagt dies, daß bei auffallendem weißen Lichte die Albedo für die verschiedenen Farben verschieden ist; beim Ziegelstein ist die Albedo für Rot entschieden größer als für die übrigen Farben. Zur Charakteristik der Oberfläche ist also außer der Albedo auch die Färbung des reflektierten Lichtes anzugeben.

Es sind noch einige weitere Bemerkungen über die scheinbare Flächenhelligkeit erforderlich. Daß die scheinbare Gesamthelligkeit eines Punktes oder einer Fläche mit dem Quadrat der Entfernung abnimmt, ist bereits bewiesen worden. Für die scheinbare Flächenhelligkeit aber, d. h. also in bezug auf die Helligkeit, unter welcher eine Fläche von konstanter Winkelgröße erscheint, gilt für die Entfernung der einfache Satz, daß die scheinbare Flächenhelligkeit ganz unabhängig von der Entfernung ist. Ein Beispiel soll dies erläutern. Die Flächenhelligkeit der Sonne sei bezogen auf eine Fläche von 10 Quadratminuten und sei als 1 bezeichnet. Würde die Sonne plötzlich auf die Hälfte ihrer jetzigen Entfernung genähert, so bliebe diese Flächenhelligkeit 1, d. h. eine Fläche von 10 Quadratminuten Inhalt würde uns nach wie vor dieselbe Lichtmenge liefern. Dagegen würde der scheinbare Durchmesser der Sonne auf das Doppelte gewachsen sein, ihre Fläche demnach auf das Vierfache, und folglich wäre jetzt die Gesamthelligkeit viermal so groß.

Der Beweis hierfür ist ein sehr einfacher, wenn man nämlich auf die wirkliche oder objektive Flächenhelligkeit übergeht, wobei nicht Winkel- sondern Flächenmaß zugrunde gelegt werden muß. Die Leuchtkraft einer leuchtenden Fläche ist natürlich unabhängig von ihrer Entfernung vom Beobachter oder von der beleuchteten Fläche, d. h. ein Quadratzentimeter strahlt unabhängig von dieser Entfernung dieselbe Lichtmenge aus. Entfernt sich nun die Fläche z. B. auf das Doppelte, so erscheint das Quadratzentimeter zwar um das Vierfache kleiner; nach unserer Definition von der Flächenhelligkeit soll aber stets ein gleich großer Winkel zugrunde gelegt werden. In dem Winkel, in dem ursprünglich ein Quadratzentimeter erschien, erscheinen aber nunmehr vier Quadratzentimeter; es ist also nichts in der Helligkeit geändert, die Flächenhelligkeit ist konstant geblieben.

Die Unabhängigkeit der Flächenintensität von der Entfernung, im Gegensatze zum Verhalten der Gesamthelligkeit, bedingt bei allen photometrischen Problemen, insbesondere auch denjenigen der Astrophysik, eine scharfe Auseinanderhaltung dieser Begriffe, auf die man früher zuweilen wenig geachtet hat.

Die Hauptaufgaben der Photometrie in der Astrophysik. In unserem Sonnensystem ist die Sonne der einzige selbstleuchtende Körper, sofern wir von den Kometen und den Meteoren absehen. Die Planeten und Monde sind dunkel und können sehr genähert als Kugeln aufgefaßt werden, wenn sie auch in Wirklichkeit Ellipsoide sind. Mit Ausnahme

unseres eigenen Mondes erscheinen uns die Planeten und Monde auch so klein, daß sie für das Auge und für kleine Fernrohre als Punkte zu betrachten sind. Bei der photometrischen Messung wird also im allgemeinen nur ihre Gesamthelligkeit gemessen, und es ist nach dem Vorstehenden bekannt, daß diese von dem Quadrat ihrer Entfernung von der Erde abhängig ist.

Die Lösung der sämtlichen hierbei in Frage tretenden Aufgaben ist bereits mathematisch so kompliziert, daß sie hier nicht vorgebracht werden kann; wir müssen uns auf allgemeine Bemerkungen beschränken.

Allgemeine Aufgabe. Eine dunkle Planetenkugel ist von der Sonne beleuchtet; wie ist die Gesamthelligkeit dieses Planeten, von der Erde aus gesehen, abhängig von den gegenseitigen Stellungen?

Bei den großen Entfernungen, die hier vorkommen, kann mit genügender Annäherung die Sonne als leuchtender Punkt angenommen werden. Aus demselben Grunde sind die den Planeten treffenden Strahlen als unter sich parallel zu betrachten, d. h. es wird immer die der Sonne zugewendete Hälfte der Planetenkugel beleuchtet. In Fig. 78 sei S die Sonne, P der

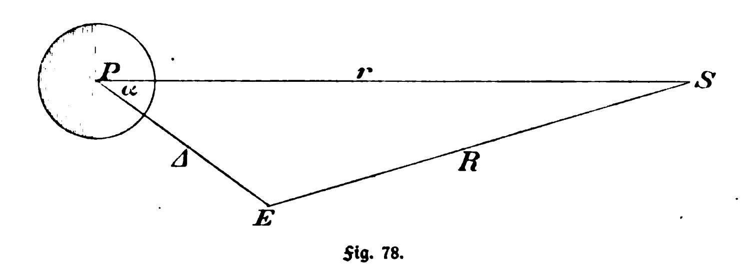
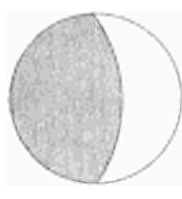


Fig. 78.

beleuchtete Planet, E der auf der Erde befindliche Beobachter. Die Entfernung des Planeten von der Sonne PS sei r, diejenige der Erde von der Sonne R und diejenige vom Planeten bis zur Erde Δ. In dem Dreieck SEP werde der Winkel am Planeten mit α bezeichnet. Von der Erde aus gesehen erscheint ein Teil des Planeten erleuchtet, der andere dunkel, wie das ja allgemein durch den Anblick des Mondes bekannt ist. Eine Betrachtung der Figur lehrt nun, daß der Winkel α gerade so groß ist, wie, vom Planetenzentrum aus gerechnet, der dunkle Teil des Planeten uns erscheint. Wäre z. B. der Winkel α 60°, so würden von den 180° der ganzen Planetenscheibe uns demnach 60° dunkel und 120° hell erscheinen. Man bezeichnet α als den Phasenwinkel, und er ist maßgebend für diejenige Fläche des Planeten, welche nach uns ihr Licht aussendet. Der Anblick des Planeten würde sich nach dieser Annahme für uns gestalten wie in Fig. 79.


Fig. 79.

Es lassen sich drei spezielle Fälle hervorheben:

Fig. 80a. Erde, Planet und Sonne befinden sich in einer geraden Linie, wobei der Planet zwischen Erde und Sonne steht. Planet und Sonne

befinden sich, astronomisch ausgedrückt, in Konjunktion. Der Planet wendet der Erde nur die dunkle Hälfte zu, ist also unsichtbar (beim Monde Neumond).

Fig. 80b. Die drei Körper befinden sich ebenfalls in gerader Linie, aber die Erde steht zwischen Sonne und Planet (Opposition). Von der Erde aus sieht man die ganze Planetenscheibe hell (beim Monde Vollmond).

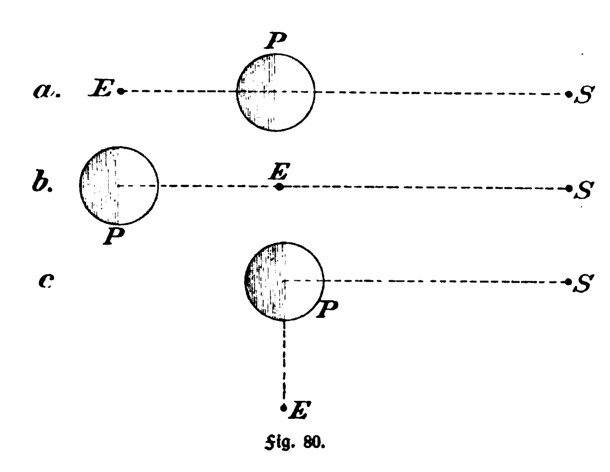


Fig. 80.

Befinden sich in den Fällen von a und b die drei Körper tatsächlich genau in einer Linie, so entstehen bei der Konjunktion Vorübergänge des Planeten vor der Sonne (beim Monde Sonnenfinsternisse). Bei der Opposition könnte eine Verfinsterung der Planeten entstehen; dieselben sind jedoch in Wirklichkeit zu weit von uns entfernt, und es tritt dies nur beim Monde als Mondfinsternis ein.

Fig. 80c. Der Winkel am Planeten ist ein rechter Winkel, der Phasenwinkel α also ebenfalls, d. h. der Planet erscheint zur Hälfte erleuchtet (beim Monde Halbmond).

Die Aufgabe zerfällt nun in folgende Teile: Berechnung der Beleuchtung der verschiedenen Teile der Planetenoberfläche, Berechnung des von diesen verschiedenen Teilen nach der Erde hin reflektierten Betrages des Lichts. Das erstere ist abhängig vom Quadrate der Entfernung des Planeten von der Sonne, das zweite vom Quadrate der Entfernung des Planeten von der Erde; es ist also klar, daß in der Endformel, die ein Bruch sein muß, r^2 und Δ^2 im Nenner des Bruches vorkommen. Kennt man aus anderen Beobachtungen etwa die Albedo des Planeten, so wird man die scheinbare Helligkeit des Planeten, ausgedrückt durch die Helligkeit der Sonne, berechnen können. Umgekehrt kann man aus den Vergleichungen der berechneten und der beobachteten scheinbaren Helligkeit die Albedo berechnen.

Es sei noch einmal darauf aufmerksam gemacht, daß alle derartigen Rechnungen nur wenig zuverlässig sind, da die Oberflächen der Himmelskörper durchaus nicht den zugrunde gelegten Forderungen entsprechen. Sie sind einerseits nicht vollkommen rauh, andererseits sind die vorhandenen Rauheiten häufig so grob (Mondberge), daß sie eigentlich nicht mehr unter diesen Begriff fallen, und schließlich sind die Himmelskörper mit mehr oder weniger dichten Atmosphären umgeben, durch welche sowohl die Beleuchtung als auch die Rückstrahlung modifiziert wird.

Die photometrischen Aufgaben bei anderen Körpern als Planeten und Monden gestalten sich noch viel schwieriger und komplizierter. Hierbei kommt z. B. in Betracht die Berechnung der Gesamthelligkeit des Saturnringes, der als eine Anhäufung kleiner Körperchen zu betrachten ist, oder die Feststellung des von Kometen reflektierten Sonnenlichts.

Wie allen physikalischen Messungen muß auch den photometrischen eine bestimmte Einheit zugrunde gelegt werden. Wenn nun aber das Auge schon nicht imstande ist, Helligkeitsunterschiede zu messen, so ist es natürlich noch viel weniger in der Lage, eine bestimmte Helligkeit zu erfassen und dieselbe aus anderen Helligkeiten heraus wiederzufinden. Es gibt also keine physiologische Einheit in der Photometrie, und es bleibt daher nichts anderes übrig, als eine physikalische Einheit zugrunde zu legen, d. h. eine solche, die wir auf Grund ihrer physikalischen Eigenschaften immer wieder genau herstellen können.

Für die Astrophotometrie bieten gewisse Himmelskörper derartige Helligkeitseinheiten; unsere Sonne und die meisten Fixsterne sind von genügend konstanter Helligkeit, um zu diesem Zwecke benutzt werden zu können — die Sonne nach Reduktion auf die mittlere Entfernung von der Erde; ihr Licht muß aber erst unsere Erdatmosphäre passieren und erleidet dadurch Veränderungen, die durchaus nicht konstant sind, sondern einem starken Wechsel unterliegen. Unter Umständen ist das nur nützlich, insofern als hierdurch gerade der Einfluß der Erdatmosphäre bei der photometrischen Untersuchung von Gestirnen eliminiert werden kann.

Bei Untersuchungen im Laboratorium können diese natürlichen Lichteinheiten nur ausnahmsweise zur Verwendung gelangen, und auch bei photometrischen Untersuchungen ist es von Interesse, Relationen zu den ersteren herstellen zu können; es müssen daher künstliche photometrische Maßeinheiten geschaffen werden. Es ist klar, daß hierzu nur selbstleuchtende Körper zu benutzen sind, und hieraus resultieren große Schwierigkeiten.

Das Glühen von Körpern findet genähert — mit um so größerer Annäherung, je näher die Körper dem ideal schwarzen Körper kommen — nach der Kirchhoffschen Funktion statt; das Maximum der Ausstrahlung befindet sich also bei geringen Glühtemperaturen bei den längeren Wellen und verschiebt sich mit wachsender Temperatur nach den kürzeren Wellen hin, so daß deren relative Intensität gegenüber den langen Wellen wächst. Wenn nun auch die physiologische Auffassung des Auges keineswegs der Kirchhoffschen Funktion entspricht, so folgt sie ihr doch insofern, als bei niedrigen Temperaturen die längeren Wellen im Rot das Auge viel stärker erregen als die kleineren Wellen im Blau und Violett, während bei hohen Temperaturen das Maximum des Reizes im Gelb liegt, über welches es allerdings nicht hinauskommt; die rötliche Farbe der bei geringer Temperatur glühenden Körper geht mit steigender Temperatur in Weiß über. Die Farbe der

Maßeinheit ist also abhängig von der Temperatur. Nach einem der ersten photometrischen Grundsätze soll aber bei zwei miteinander zu vergleichenden Helligkeiten kein Farbenunterschied vorhanden sein, und man kommt also mit einer einzigen Maßeinheit gar nicht aus. Bei Vergleichungen mit dem Sonnenlichte müßte man eine irdische Leuchtquelle von möglichst hoher Temperatur benutzen, während bei der Helligkeitsbestimmung einer rötlichen Gasflamme eine ebenfalls rötlich brennende Kerze geeignet wäre. Wollte man aber z. B. die Helligkeit der Sonne mit derjenigen einer Gasflamme in Vergleich setzen, so stände man wieder vor derselben Schwierigkeit, da man ja dann die rötliche Kerzenflamme mit der weißlichen Lichtquelle hoher Temperatur vergleichen müßte.

Diese Schwierigkeiten lassen sich nicht überwinden, und man muß häufig von der Bedingung der genau gleichen Farbe der Helligkeitseinheit bei photometrischen Untersuchungen absehen. Dagegen muß natürlich an der Bedingung der größten Konstanz der Maßeinheit festgehalten werden; in dieser Beziehung ist daran zu erinnern, daß die Grenze der photometrischen Genauigkeit etwa bei 1% liegt; es ist also zu fordern, daß die Maßeinheit innerhalb 1% ihrer Helligkeit konstant bleibt.

Von den verschiedenen Lichteinheiten, welche im Laufe der Zeit eingeführt worden sind, mögen hier die wichtigsten angegeben werden.

1. Die Meterkerze. Unter Meterkerze versteht man diejenige Beleuchtung, welche eine Kerzenflamme in 1^m Entfernung hervorbringt. Bei vielen früheren Beobachtungen ist nicht angegeben, auf welche Art von Kerzen sich die Messungen beziehen, während doch die Helligkeit der Flammen von der Art des Kerzenmaterials und der Flammenhöhe abhängt. Als eigentliche Normalkerze ist die englische Walratkerze zu betrachten, welche bei einer Flammenhöhe von $44{,}5^{mm}$ in der Stunde $7{,}77^g$ verbraucht.

2. Die Hefner-Alteneckſche Normallampe. Die Kerzenflammen sind wegen verschiedener Umstände: Verkohlen des Dochtes, Einfluß der Höhe des flüssigen Materials am oberen Ende der Kerze usw., wenig zu wirklichen Normalen geeignet. Diese Übelstände sind bei der Hefnerschen Normallampe dadurch vermieden, daß ein flüssiges und chemisch genau definierbares Material zur Verwendung gelangt (Amylazetat) und der Docht nur die Zuführung des Brennstoffes bewirkt, selbst aber nicht verkohlt, sondern gänzlich intakt bleibt. Die Flamme brennt aus einem Metallzylinder von 8^{mm} innerem Durchmesser heraus, der Docht bleibt stets unterhalb des Zylinderrandes. Durch ein Diopter wird die Flammenhöhe von genau 4^{cm} kontrolliert und durch Verschiebung des Dochtes erhalten. Bei diesen Dimensionen ist die Beleuchtung in ein Meter Entfernung gleich derjenigen der Normalkerze.

3. Die Platinlichteinheit der Physikalisch-technischen Reichsanstalt. Als Lichteinheit soll diejenige Lichtmenge dienen, welche von 1^{qcm} elektrisch geglühten Platins von einer bestimmten Temperatur ausge-

sandt wird. Da die Bestimmung der Temperatur in Celsiusgraden schwierig ist, so ist von einer Angabe der Temperatur selbst abgesehen; sie wird aber eindeutig definiert durch das Verhältnis zweier Strahlungsmengen, und als solche sind gewählt die Gesamtstrahlung und diejenige Teilstrahlung, welche durch eine 2 cm dicke Wasserschicht noch hindurchgelassen ist (es fehlen also in letzterer gerade die kräftigen Strahlen von großer Wellenlänge, die durch das Wasser absorbiert werden). Das Verhältnis der beiden Strahlungen soll sein 10:1.

Es unterliegt keinem Zweifel, daß sich auf diesem Wege eine Lichteinheit von besonders vollkommener Konstanz herstellen läßt; die Herstellung selbst aber ist mit bedeutenden technischen Schwierigkeiten und Umständlichkeiten verbunden, so daß für gewöhnliche praktische Zwecke diese Lichteinheit schwerlich ausgedehnte Anwendung finden wird.

Seitdem die Konstruktion des künstlichen schwarzen Körpers in so vorzüglicher Weise gelungen ist, würde dessen Benutzung als photometrische Einheit zweifellos das Vollkommenste sein, wenngleich eine allgemeine Einführung desselben auch nicht ausführbar wäre.

4. Die Scheinersche Benzinlampe. Dieselbe ist zu photometrischen Zwecken in der Photographie (sensitometrische Untersuchungen) eingeführt. Die Einrichtung ist ähnlich der Hefnerschen Lampe, nur wird anstatt des Amylazetats Benzin verwendet. Die Flamme brennt ebenfalls aus einer Röhre ohne Abnutzung des Dochtes, und sie wird ebenfalls durch ein Diopter in konstanter Höhe erhalten. Die Flamme ist jedoch in einen (roten) Zylinder eingeschlossen, der vor der Flamme eine Öffnung besitzt. Zwischen dieser Öffnung und der Flamme befindet sich ein Metallschirm, der an derjenigen Stelle, die dem Maximum der Flammenhelligkeit entspricht, einen horizontalen Spalt von 1 mm Breite hat, durch welchen das Licht austritt. Durch die Benutzung bloß dieses mittleren Teiles werden die kleinen Schwankungen der Flammenhöhe ganz unschädlich gemacht. Da nur ein kleiner Teil der Flamme benutzt wird, so ist ihre Leuchtwirkung natürlich wesentlich geringer als die der Normallampe; in 1 m Entfernung ist ihre Beleuchtung gleich 0,089 von derjenigen der Hefner-Lampe.

Im allgemeinen wird in der Photometrie die Meterkerze, resp. die nur wenig davon verschiedene Meter-Hefnerlampe, als Einheit verwendet und soll auch hier zugrunde gelegt werden.

Durch die Einführung der Photographie in die exakten Wissenschaften ist auch für die Photometrie ein neues Hilfsmittel geschaffen worden. Die photographische Photometrie unterscheidet sich von der optischen in mehreren ganz wesentlichen Punkten; ihre Besprechung erscheint aber an dieser Stelle nicht geeignet, da sie die Kenntnis der photographischen Vorgänge voraussetzt. Sie wird daher vorteilhaft erst später behandelt werden.

Zehntes Kapitel.

Die photometrischen Apparate.

Nach den im vorigen Kapitel auseinandergesetzten Grundprinzipien haben die sämtlichen photometrischen Apparate die Bedingung zu erfüllen, durch Lichtabschwächung oder Vermehrung zwischen zwei zu vergleichenden Helligkeiten die Gleichheit herbeizuführen, und zwar in einer meßbaren Weise. Da die Vermehrung einer gegebenen Helligkeit im allgemeinen besondere Schwierigkeiten bietet, während die Abschwächung viel einfacher herzustellen ist, so kommt für die Praxis nur letztere in Frage. Die oben gestellte Bedingung kann auf direktem und auf indirektem Wege erfüllt werden, indem die beiden zu vergleichenden Helligkeiten, z. B. Mond und Fixstern, unmittelbar zur Beobachtung gelangen, wobei die hellere Lichtquelle meßbar abgeschwächt wird, oder indem beide Lichtquellen mit einer dritten verglichen werden, in welchem Falle meistens diese dritte Lichtquelle modifiziert wird.

Obgleich das Prinzip der Herstellung der Lichtgleichheit in keinem Falle verlassen wird, hat man doch die photometrischen Apparate oder kurz die Photometer in zwei verschiedene Klassen eingeteilt, nämlich 1. Photometer, in denen die Lichtgleichheit bei einer gewissen bequemen Helligkeit hergestellt wird, und 2. Photometer, bei denen die Lichtgleichheit bei der unteren Grenze der Sichtbarkeit erreicht wird, die sogenannten Auslöschphotometer. Bei der ersten Klasse können die weiteren Bedingungen, die wir kennen gelernt haben, wie die Gleichheit der Objekte in bezug auf Gestalt und Größe, mit mehr oder weniger Vollkommenheit erfüllt werden; die hierher gehörigen Photometer sind daher prinzipiell denjenigen der zweiten Klasse, bei denen diese Bedingung niemals erfüllt werden kann, überlegen.

Die Methoden, nach denen die Abschwächung der Helligkeit der einen Lichtquelle erfolgt, können teilweise bei beiden Klassen von Photometern zur Anwendung gelangen; sie sind daher zunächst allgemein klarzulegen.

Die Methoden der meßbaren Lichtabschwächung.

1. Abschwächung der Helligkeit durch die Entfernung der Lichtquelle. Daß bei einer punktförmigen Lichtquelle die Beleuchtung mit dem Quadrate der Entfernung abnimmt, ist S. 16 bewiesen. Dasselbe findet auch statt, wenn die Lichtquelle eine merkliche Fläche besitzt, da ja bei gleichbleibender Flächenhelligkeit die scheinbare Größe der Fläche mit dem Quadrate der Entfernung abnimmt. Bei der Benutzung dieses Satzes ist in der Praxis große Vorsicht geboten, da hier sehr leicht Verwechselungen von Flächenhelligkeit der Lichtquelle und von Beleuchtung eintreten. Beleuchtet man z. B. eine Papierfläche durch eine Kerze, so nimmt die Beleuchtung und damit auch die Helligkeit der beleuchteten Fläche mit dem Quadrate des Abstandes der Kerze von der Fläche ab, das Gesetz ist also hier gültig. Beobachtet man dagegen die Helligkeit (also die Flächenhelligkeit) einer

Kerzenflamme in einem Fernrohre und läßt nun die Entfernung von der Kerzenflamme bis zum Fernrohre wachsen, so bleibt die Flächenhelligkeit stets dieselbe. Erst wenn die Kerzenflamme sich in so großer Entfernung vom Fernrohre befindet, daß sie in letzterem nur noch als Punkt erscheint, wird bei noch weiterer Entfernung die Helligkeit der Flamme — nunmehr ihre Gesamthelligkeit — mit dem Quadrate der Entfernung abnehmen.

2. Veränderung des Durchmessers des von einer Lichtquelle kommenden Strahlenbündels. Wenn es sich nicht um bloße Betrachtung eines Beleuchtungseffekts handelt, so wird man in der Photometrie vielfach Gebrauch von der Betrachtung einer Lichtquelle durch ein Fernrohr machen. Es ist nun sehr gebräuchlich, die Lichtstärke eines Fernrohrs proportional dem Quadrate des Durchmessers des Objektivs zu setzen, und dementsprechend sind Photometer konstruiert worden, bei denen die Helligkeit eines im Fernrohre sichtbaren Objekts durch Verkleinerung des Objektivs mittels Blenden abgeschwächt wird. Diese Methode ist aber im allgemeinen unrichtig und zwar aus mehreren Gründen. Es wird nicht bloß die Helligkeit verändert, sondern auch das Fokalbild selbst. Bei der Betrachtung von großen Flächen ist das Prinzip ziemlich einwandsfrei, bei sehr kleinen Flächen oder gar Punkten ist es dagegen durchaus unbrauchbar. Im letzteren Falle ist das Fokalbild eine Diffraktionsfigur, deren Durchmesser mit dem Durchmesser des Objektivs variiert und zwar umgekehrt proportional mit dem Durchmesser. Wird durch die Blende auch die Begrenzungsform des Objektivs geändert, z. B. durch Vorsetzen einer dreieckigen Blendenöffnung, so ändert sich sogar die Form des Diffraktionsbildes. Hierdurch wird naturgemäß auch die Helligkeit des eigentlich beobachteten Mittelbildes der Diffraktionsfigur geändert. Eine weitere Fehlerursache bei zentrischer Abblendung des Objektivs liegt darin begründet, daß die äußeren Zonen eines Objektivs nicht dieselbe Helligkeit des Fokalbildes erzeugen wie die inneren bei gleicher Fläche; die Objektivdicke und damit die Absorption ist am Rande eine andere als in der Mitte, und außerdem spielen hierbei auch die Fehler durch unvollkommene Achromasie und sphärische Aberration eine Rolle. Man hat geglaubt, diese Fehler durch Anwendung von sogenannten Sektorblenden — Blendenöffnungen, welche von der Mitte des Objektivs aus bis zum Rande einen Sektor freilassen, dessen Winkel in meßbarer Weise verändert wird — vermeiden zu können. Auch bei dieser Einrichtung wird durch Variierung des Sektorwinkels eine Änderung der Diffraktionsfigur herbeigeführt.

3. Lichtabschwächung durch rotierende Sektoren. Es werden hierbei Sektoren benutzt, wie unter 2, jedoch nicht vor dem Objektiv, sondern in einem beliebigen Strahlenbündel. Die Scheibe mit der Sektoröffnung muß so schnell rotieren, daß das Auge die Lichtunterbrechungen nicht mehr wahrnimmt, sondern daß die Lichtquelle völlig kontinuierlich erscheint. Es läßt sich ohne weiteres übersehen, daß die Lichtabschwächung gegeben ist durch das Verhältnis vom Öffnungswinkel des Sektors zum ganzen Umfange,

also zu 360°. Durch einen Sektor von 60° Öffnungswinkel wird also das Licht auf $1/_6$, durch einen solchen von 180° auf $1/_2$ abgeschwächt.

4. Helligkeitsabschwächung durch absorbierende Medien. Durch die Einschaltung stark absorbierender Medien, z. B. gefärbter Gläser oder Flüssigkeiten, kann die Helligkeit eines Lichtbündels verringert werden. Die Hauptschwierigkeit bei der Benutzung dieses Prinzips besteht in der Herstellung von Medien, welche alle Farben gleich stark absorbieren, also weißes Licht zu allen Schattierungen des Grau abschwächen, ohne daß dadurch eine Färbung des weißen Lichtes eintritt. Die sogenannten Rauchgläser — Glas, in dem Ruß in feiner Verteilung enthalten ist — entsprechen der gestellten Bedingung am besten, ohne sie jedoch im allgemeinen vollständig erfüllen zu können.

5. Helligkeitsabschwächung durch Reflexion an spiegelnden Flächen. Man verwendet sphärische Spiegel, deren reelle oder virtuelle Bilder von leuchtenden Objekten beobachtet werden. Bei stark gekrümmten Spiegeln werden die Bilder sehr klein, so daß man von ausgedehnten Flächen, z. B. der Sonne, punktförmige Bilder erhalten kann, deren Benutzung unter Umständen Vorteil gewährt.

6. Lichtabschwächung durch Polarisation. Nach dem Prinzip der Polarisation (S. 30) kann polarisiertes Licht bis zur Helligkeit Null abgeschwächt werden, je nach der Stellung von Polarisator und Analysator. Dieses Prinzip eignet sich vorzüglich als photometrisches, da die Abschwächung für alle Wellenlängen genau die gleiche ist und die Anordnung sich gewöhnlich sehr einfach gestalten läßt.

Es werden sich leicht noch andere Methoden der Lichtabschwächung als die hier aufgeführten angeben lassen. Die vorstehend angegebenen sind aber die gebräuchlichsten, und es möge nunmehr zu einer Einzelbeschreibung der Photometer, unter besonderer Berücksichtigung der in der Astrophotometrie verwendeten, übergegangen werden. Auch frühere Instrumente von historischem Interesse sollen mit aufgeführt werden.

Klasse I. 1. Photometer, bei denen das Prinzip der variablen Entfernung zugrunde liegt. Da unter Berücksichtigung der angedeuteten Vorsicht die Verwendung dieses Prinzips völlig einwandfrei ist, seine Benutzung sich außerdem technisch sehr einfach gestaltet, so sind die ersten Photometer hiernach konstruiert worden; in ihrer Verwendbarkeit auf den Himmel sind sie indessen sehr beschränkt; sie lassen sich im allgemeinen nur auf helle Objekte anwenden.

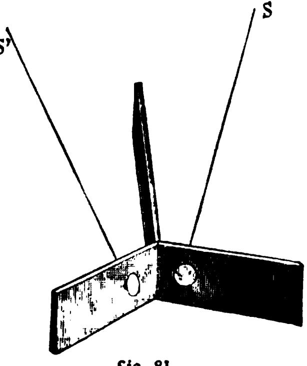


Fig. 81.

Photometer von Bouguer (Fig. 81). Zwei mit zwei gleich großen kreisrunden Öffnungen versehene Brettchen stoßen unter einem stumpfen Winkel zusammen. Die beiden miteinander zu vergleichenden Lichtquellen S und S'

stehen so, daß ihre Strahlen senkrecht zu den Brettchen einfallen. Ein drittes, zwischen den Richtungen nach S und S′ angebrachtes Brettchen verhindert, daß auf die Öffnungen Licht von beiden Lichtquellen fallen kann. Die beiden Öffnungen sind mit durchscheinendem Ölpapier bedeckt; das von ihnen durchgelassene Licht ist daher als Maß der Beleuchtung durch die Gesamthelligkeit der betreffenden Lichtquelle zu betrachten. Während nun die eine, z. B. die schwächere Lichtquelle S′, unverändert stehen bleibt, wird die Entfernung der helleren Quelle S so lange vergrößert, bis die beiden Öffnungen gleich hell erscheinen. Ist alsdann die Entfernung des schwächeren Objekts gleich d′, diejenige der helleren gleich d, so ist S im Verhältnis $\frac{d^2}{d'^2}$ heller als S′. Beispiel: S′ eine Normalkerze, S eine elektrische Glühlampe. S′ befindet sich in der Entfernung $d' = 1^m$; die Helligkeitsgleichheit der beiden Öffnungen tritt ein, wenn d gleich 4^m wird. Also ist S um $\frac{4^2}{1^2} = 16$ mal heller als S′, oder mit anderen Worten: die elektrische Glühlampe ist eine sechzehnkerzige.

Photometer von Ritchie (Fig. 82). Das Ritchiesche Photometer ist als eine Verbesserung des Bouguerschen zu betrachten, insofern als der Raum, in dem es verwendet wird, nicht unbedingt dunkel zu sein braucht,

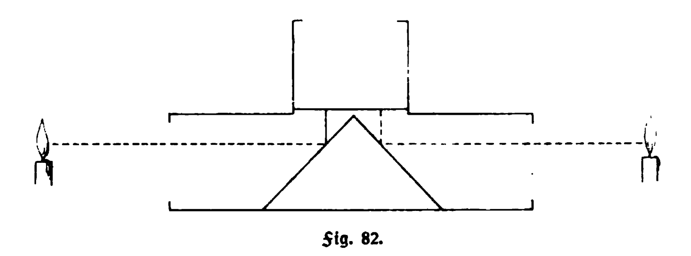


Fig. 82.

und als hier eine unmittelbare Berührung der beiden beleuchteten Flächen stattfindet. Der innen geschwärzte, an den Seiten offene Kasten ist in der Mitte mit einem Ansatzrohre versehen, welches oben eine kleine Öffnung hat, die gerade zum Hindurchsehen genügt. Am unteren Ende (in der deutlichen Sehweite) ist das Ansatzrohr durch Ölpapier verschlossen. Unter Winkeln von 45° befinden sich unterhalb der Ölpapierscheiben zwei Spiegel, welche das Licht der rechts und links vom Kasten befindlichen beiden Lichtquellen auf das Ölpapier reflektieren. Die Lichtgleichheit wird wieder durch Veränderung der Entfernung der einen Lichtquelle erzielt, und die Berechnung ist genau wie bei dem Bouguerschen Photometer. Bei Gelegenheit dieses Photometers lernen wir zum ersten Male ein Hilfsmittel kennen, welches einen interessanten Umweg darstellt, um zu einer möglichst exakten Beurteilung der Gleichheit der beiden beleuchteten Flächen zu gelangen. Um nämlich die Schwierigkeit dieser Beurteilung bei nicht ganz gleicher Färbung der beiden Lichtquellen zu erleichtern, soll die Öffnung

mit einem mit feiner Schrift bedruckten Papier verschlossen werden. Die Gleichheit der Beleuchtung ist dann anzunehmen, wenn die Schrift auf beiden Flächen gleich gut gelesen werden kann. In Wirklichkeit wird also der Kontrast zwischen den dunklen Buchstaben und der helleren Umgebung beurteilt, und ob hierbei wirkliche Gleichheit der Helligkeit erzielt wird, erscheint sehr fraglich; für die Praxis aber wird hierdurch jedenfalls das gesteckte Ziel erreicht, nämlich Gleichheit der physiologischen Auffassung der verschiedenen Färbungen.

Photometer von Lambert, auch Rumfordsches Schattenphotometer genannt (Fig. 83). Vor einer senkrecht stehenden weißen Fläche AB befindet sich ein ebenfalls senkrecht stehender undurchsichtiger Stab C. Die beiden Lichtquellen L_1 und L_2 beleuchten die weiße Fläche gemeinschaftlich; nur an den Schattenstellen des Stabes, S_1 und S_2, findet die Beleuchtung nur durch eine der Lichtquellen statt, und zwar in S_2 durch L_1 und in S_1 durch L_2. Es ist klar, daß die beiden Schatten gleich hell erscheinen, wenn ihre Beleuchtung durch die beiden Lichtquellen gleich stark ist, und das wird erreicht durch die Veränderung der Entfernung der einen Lichtquelle. Es ist bei der Benutzung dieses Photometers aber auf die Erfüllung einer unerläßlichen Bedingung zu achten. Die Beleuchtung der Schatten ist nämlich nur dann allein vom Quadrate der Entfernung abhängig, wenn die Inzidenzwinkel dieselben sind, weil ja sonst noch die Abhängigkeit vom Kosinus dieses Winkels eintritt.

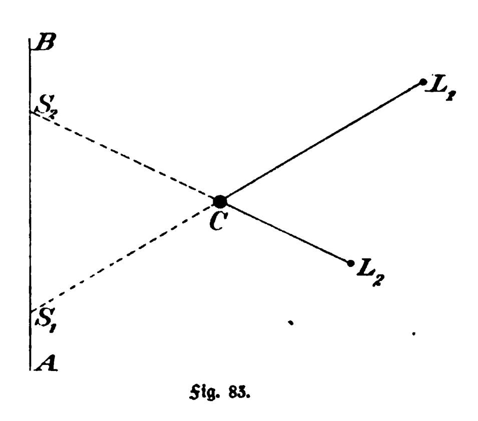


Fig. 83.

Das Schattenphotometer ist das einfachste von allen, da zu seiner Herstellung schließlich ein Blatt Papier und etwa ein Bleistift als Stab genügen. Seine Verwendung ist besonders für Lichtquellen von geringer Ausdehnung günstig, weil dann die Schatten scharf sind, andernfalls stört deren Verwaschenheit sehr. Die Bedingung, daß möglichst die zu vergleichenden Flächen einander berühren, ist beim Schattenphotometer nicht zu erfüllen. Man hat zu beachten, daß die zur Berechnung kommenden Entfernungen immer von der Lichtquelle zum Schatten der anderen Lichtquelle zu nehmen sind, also $L_1 S_2$ und $L_2 S_1$.

Das Photometer von Bunsen (Fleckphotometer) (Fig. 84). In L_1 und L_2 befinden sich die beiden Lichtquellen. Auf einer Scheibe aus weißem Papier befindet sich in F ein kreisrunder Ölfleck, der an dieser Stelle das Papier durchscheinend macht. S_1 und S_2 sind zwei gegeneinander geneigte Spiegel, in denen man von O aus die beiden Seiten des Fettflecks sieht. Die scheinbare Helligkeit des Schirms auf der einen,

z. B. der linken Seite, hängt ab von der Beleuchtung der Lichtquelle L_1, diejenige des Fettflecks aber von dieser Beleuchtung und von der durch das durchscheinende Papier durchgelassenen Beleuchtung durch die Lichtquelle L_2. Vermittels der Änderung der Entfernung einer der beiden Lichtquellen läßt sich also die Beleuchtung so ändern, daß der Schirm von gleicher Helligkeit erscheint wie der durch zwei Beleuchtungen erhellte Fettfleck, so daß letzterer verschwindet und der ganze Schirm von gleichmäßiger Helligkeit erscheint. Findet dies auf der linken Seite statt, so ist das keineswegs auf der rechten Seite der Fall, weil nämlich die Absorptionen von Schirm und Fettfleck sehr verschieden sind. Man muß daher nunmehr auch auf der rechten Seite die Beobachtung anstellen und das Mittel aus den gefundenen Distanzen nehmen; in diesem Mittel ist die Verschiedenheit der beiden Absorptionen eliminiert. Das Bunsensche Photometer hat in der Technik die verbreitetste Anwendung gefunden, insbesondere in Gasanstalten behufs ständiger Untersuchung der Leuchtfähigkeit des Gases. Es ist dies sehr eigentümlich, da dieses Photometer einen prinzipiellen Fehler hat; auch bei genau gleicher Färbung der beiden Lichtquellen ist der Fleck stets anders gefärbt (gelblicher) als der Schirm, weil gefettetes Papier keine gleichmäßige Absorption für alle Farben besitzt. In Wirklichkeit tritt daher niemals ein vollständiges Verschwinden des Flecks ein. Das viel einfachere Ritchiesche Photometer ist von dieser Fehlerquelle frei.

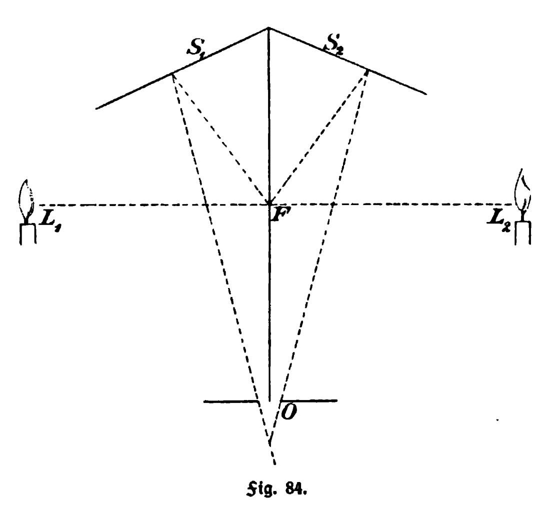


Fig. 84.

Das Photometer von Lummer und Brodhun ist eine Modifikation des Fettfleckphotometers, durch welche alle Fehler des ersteren vermieden sind, und es scheint, als ob mit diesem Photometer die größte Messungsgenauigkeit erhalten werden könnte.

Der wesentliche Teil des Photometers besteht aus zwei Prismen (Fig. 85), von denen das eine, B, ein gewöhnliches, totalreflektierendes ist. Das Prisma A besitzt aber statt der ebenen Hypotenuse eine sphärische Fläche p, in deren Mitte eine kleine ebene, kreisrunde Fläche r s eingeschliffen ist; letztere ist gegen die Hypotenusenfläche von B so fest angepreßt, daß sich keine Luft mehr zwischen den beiden Flächen befindet, das Licht also ganz ungehindert hier hindurchgehen kann. Die beiden Flächen, deren Helligkeiten miteinander verglichen werden sollen, seien 1 und λ; das Auge befindet sich

in O und erhält Licht von l nur durch die Berührungsfläche rs hindurch, von der Fläche λ aber nur diejenigen Strahlen, welche an den Flächen ar und sb total reflektiert werden. Man erblickt also einen scharf begrenzten, gleichförmig hellen Fleck in einer ebenso gleichförmigen Umgebung. Wird Lichtgleichheit von l und λ hergestellt, so verschwindet der Fleck **vollkommen**, im Gegensatz zu dem Bunsenschen Fleckphotometer.

Fig. 85.

Das Photometer von J. Herschel (Astrometer) (Fig. 86). Das im Jahre 1834 von J. Herschel konstruierte Astrometer ist das erste zu Helligkeitsbestimmungen von Fixsternen benutzte Instrument, besitzt daher historisches Interesse.

Die Montierung des Photometers ist eine höchst primitive. Eine hölzerne Walze ist auf einem Gestell beweglich angebracht, so daß sie auf ein Gestirn genähert gerichtet werden kann. Auf dieser Walze (die in der Figur nicht sichtbar ist) gleitet ein Holzstück AB vermittels einer Rinne. Durch ein Gewicht ist das Photometer auf der Walze ausbalanciert. Auf dem Holzstück ist ein um einen Zapfen drehbares, dreieckiges Brett angebracht, welches ein totalreflektierendes Prisma trägt. Durch Schnüre kann das Brettchen so gestellt werden, daß Licht von seitlich gelegenen Lichtquellen (Mond) senkrecht auf die bei F angebrachte Linse von kurzer Brennweite gelangen kann. Herschel hat als Vergleichslichtquelle den Mond benutzt, von dem die Linse in F ein sehr kleines, nahe punktförmiges Bild erzeugt, das als künstlicher Stern zu betrachten ist. Blickt man nun von A her auf den Stern, auf den das Instrument gerichtet ist, so sieht man gleichzeitig diesen und den künstlichen Stern. Die Helligkeit des letzteren kann dadurch modifiziert werden, daß man den Apparat auf der Walze verschiebt und so die Entfernung des künstlichen Sterns vom Auge ändert, bis der künstliche Stern an Helligkeit gleich dem wirklichen ist; alsdann liest man die Entfernung von F bis zum Auge ab. Nun richtet man das Photometer auf einen zweiten Stern, liest ebenfalls die Entfernung bei

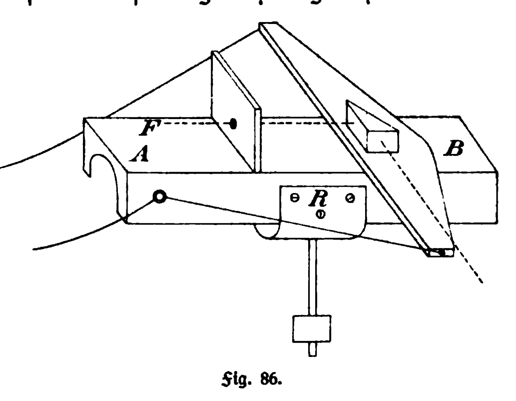


Fig. 86.

Helligkeitsgleichheit vom künstlichen und wirklichen Stern ab, und dann verhalten sich die Helligkeiten der beiden Sterne wie die Quadrate der beiden gemessenen Entfernungen.

Wir lernen hier zum ersten Male eine Anordnung kennen, bei welcher die beiden zu vergleichenden Lichtquellen nicht unmittelbar miteinander verglichen werden, sondern jede mit einer dritten Lichtquelle, dem künstlichen Stern, dessen unbekannte Helligkeit in dem Lichtverhältnis der beiden wirklichen Sterne eliminiert ist.

Das Herschelsche Astrometer leidet, auch abgesehen von seiner primitiven Konstruktion, an vielen Mängeln, von denen nur der hauptsächlichste hier hervorgehoben sei, nämlich die Beschränkung der Beobachtungsmöglichkeit auf die Mondscheinnächte.

Das Prismenphotometer von Steinheil (Fig. 87). Das von einem Stern ausgesandte Licht wird durch ein Fernrohrobjektiv im Brennpunkte zu einem Punkte vereinigt, der die Spitze eines Lichtkegels ist, dessen Basis durch das Objektiv gebildet wird. Durchschneidet man diesen Kegel durch eine Ebene senkrecht zur optischen Achse, so ist aus der geometrischen Betrachtung leicht ersichtlich, daß sich der Durchmesser des aus dem Kegel ausgeschnittenen Kreises zum Durchmesser des Objektivs verhält wie seine Entfernung vom Brennpunkte zur Brennweite selbst; die Flächen dieses Kreises und des Objektivs verhalten sich also wie die Quadrate dieser Entfernungen. Da nun durch die zweite kleinere Fläche genau dieselbe Lichtmenge passiert wie durch das Objektiv, so müssen sich die Flächenhelligkeiten ebenso verhalten wie die Flächen selbst, also ebenfalls wie die Quadrate der beiden Entfernungen. Dasselbe findet auch statt, wenn man das Objektiv außer acht läßt und zwei den Kegel durchschneidende Flächen betrachtet. Derartige Lichtflächen kann man nun sehr leicht zur Beobachtung bringen, wenn man das Okular des Fernrohrs in den Lichtkegel einschiebt. Man sieht dann die Flächenhelligkeit derjenigen gedachten Durchschnittsebene, welche sich in der deutlichen Sehweite vor dem Okular befindet — der Stern erscheint als Fläche. Das Gesetz vom Quadrate der Entfernung läßt sich also auch auf den Fall anwenden, daß man bei einem Fernrohre die Distanz von Objektiv zu Okular meßbar verändert. Steinheil hat nahe gleichzeitig mit Herschels vorher beschriebenem Verfahren nach diesem Prinzip ein Photometer konstruiert, welches aber recht kompliziert ist, da er das Bestreben hatte, die beiden zu vergleichenden Sterne auch wirklich direkt miteinander zu vergleichen, ohne Zuhilfenahme eines dritten Objekts. Das Steinheilsche Photometer ist horizontal montiert; das Objektiv ist wie bei einem Heliometer in zwei Hälften geschnitten, deren Entfernung von dem gemeinschaftlichen Okular bei m an einer Skala meßbar verändert werden kann. Der am Objektivende sitzende Würfel d ist an der einen Seite offen und enthält ein totalreflektierendes Prisma, durch welches das durch die offene Seite fallende Licht eines Sterns auf das eine halbe Objektiv geworfen wird. Der am Okularende befindliche Sucher e

ist so justiert, daß gleichzeitig in ihm und im Photometer der betreffende Stern erscheint. Vor dem Würfel ist ein zweites totalreflektierendes Prisma drehbar angebracht; wird an dessen geteiltem Kreise g der vorher berechnete Winkelabstand eines zweiten Sterns vom ersten eingestellt, so läßt sich das



Fig. 87.

Licht dieses Sterns durch Drehung des Photometers um seine Längsachse auf die zweite Objektivhälfte bringen. Im Okular sieht man nun die Bilder der beiden Sterne nebeneinander, und durch Verschiebung der Objektivhälften lassen sich diese Bilder in Scheiben von beliebiger Flächenhelligkeit verwandeln. Da je nach dem Objektivabstande die Größe der außerfokalen Sternbilder variiert, sind im Okular kleine Blenden angebracht, so

daß beide Flächen stets gleich groß erscheinen. Um die Verschiedenheit der Objektive und Prismen zu eliminieren, ist es vorteilhaft, nach geschehener Beobachtung die Objekte zu vertauschen, die Helligkeitsdifferenz neu zu bestimmen und das Mittel der beiden Beobachtungen anzusetzen.

Das Instrument hat in den Händen Seidels zu guten Resultaten geführt; es besitzt jedoch wesentliche Mängel, von denen die Kompliziertheit des Instruments in bezug auf die Handhabung und besonders der Lichtverlust genannt sein mögen, der dadurch entsteht, daß die Bilder der Sterne zu Scheiben ausgezogen werden.

2. Photometer nach dem Prinzip der Objektivblenden. Auf das Bedenkliche dieser Methode ist bereits S. 198 hingewiesen worden, weil durch die Verschiedenheit der Abblendung die Fokalfigur des Sternbildchens verändert wird. Benutzt man das Prinzip dagegen zur Helligkeitsverminderung von Flächen, so tritt dieser Fehler nicht ein, und es ist alsdann gegen dasselbe nichts einzuwenden.

Photometer von Bouguer. (Nur für Flächen zu benutzen.) Zwei Fernrohre mit genau gleichen Objektiven sind in den Brennebenen durch Deckel verschlossen, welche je eine kleine Öffnung enthalten, die mit durchscheinendem Papier bedeckt ist. Die Beleuchtung der Papiere hängt von der Objektivöffnung ab, und letztere wird durch Sektorblenden verändert. Bouguer hat das Instrument zur Vergleichung der Helligkeiten an den verschiedenen Stellen des Himmelsgewölbes benutzt. Beispiel. Objektiv I ist auf den Zenit gerichtet, Objektiv II in die Nähe des Horizonts. Um die Beleuchtung der beiden Papierscheiben gleich zu machen, mußte bei voller Öffnung von I das Objektiv II auf eine freie Öffnung von 100° abgeblendet werden. Dann verhalten sich die Helligkeiten von Zenit zu Horizont wie $\frac{100}{360}$, oder der Himmel erschien am Horizont 3,6mal so hell als im Zenit.

Photometer von Humboldt. Humboldt und andere haben den gewöhnlichen Spiegelsextanten als Sternphotometer benutzt, indem das Fernrohr, welches auf den halb belegten Spiegel gerichtet ist, in seiner Achse gehoben oder gesenkt werden kann, so daß der Spiegel einen größeren oder kleineren Teil des Objektivs bedeckt. Durch den unbelegten Teil des Spiegels sieht man direkt nach dem einen Stern, durch den Reflex vom belegten Teile nach dem anderen Stern. Die Lichtschwächung, die durch die Reflexion entsteht, kann dadurch bestimmt werden, daß man die Bilder eines Sternes, das direkte und das reflektierte, miteinander vergleicht.

Nach verschiedenen Vorschlägen kann auch das Heliometer zu photometrischen Messungen benutzt werden, indem eine der beiden Objektivhälften oder beide mit verstellbaren Blenden versehen werden. Da die Verschiebung der beiden Halbobjektive nur gering ist, so können nur die Intensitäten nahestehender Sterne auf diese Weise miteinander verglichen werden.

Das Photometer von Schwerd. Das Schwerdsche Photometer besteht aus einem größeren, parallaktisch montierten Fernrohr und aus einem

kleineren, welches an das größere am Okularende angelenkt ist, derart, daß die Bilder beider Fernrohre in einem gemeinschaftlichen Okular erscheinen. Die Helligkeitsabschwächung erfolgt durch zentrale Objektivblenden. Um das Fehlerhafte des Blendenprinzips zu vermeiden, hat Schwerd zwischen Objektiv und Okular verschiebbare Linsen eingefügt. Dadurch und durch andere Vorrichtungen ist das Instrument so kompliziert geworden, daß eine praktische Benutzung zur Unmöglichkeit wird.

Photometer von Searle. Das Instrument ist nur zur Vergleichung naheſtehender Sterne eingerichtet. Vor dem Objektiv ist eine keilförmig geschliffene Glasplatte, also ein Prisma von sehr kleinem brechenden Winkel, verschiebbar angebracht. Von einem Sterne entstehen also zwei Bilder, von denen eins eigentlich ein Spektrum ist, doch soll das letztere so kurz sein, daß es als solches kaum zu erkennen ist. Die Helligkeit der beiden Bilder hängt von dem Flächenverhältnis zwischen freiem und bedecktem Objektiv ab. Von den vier Bildern zweier dicht zusammenstehender Sterne können durch Verschieben der Glasplatte immer je zwei einander gleich hell gemacht werden.

3. Photometer nach dem Prinzip der rotierenden Scheiben. Nach den vorausgeschickten allgemeinen Bemerkungen ist das Prinzip der rotierenden Scheiben mit Ausschnitten ein vollkommen einwandfreies, sofern die Ausschnitte groß sind im Verhältnis zu den abzuschwächenden Lichtbündeln. Soll der Apparat also nicht allzugroße Dimensionen haben, so wird man ihn niemals am Objektiv eines Fernrohrs anbringen, sondern bei Benutzung eines solchen an Stellen, wo der Lichtkegel schmal ist, also in der Nähe der Brennebene. Je größer die Zahl der Abwechselungen von Licht und Schatten in der Sekunde ist, um so gleichförmiger und ungestörter ist die Wirkung; die untere Grenze des Wechsels dürfte etwa 15 bis 20 in der Sekunde sein. Hat eine Scheibe viele Ausschnitte, z. B. sechs, so genügen weniger Umdrehungen in der Sekunde, in diesem Falle drei bis vier; hat sie nur einen einzigen, so muß ihre Rotationsgeschwindigkeit entsprechend größer sein, also etwa 15 bis 20 in der Sekunde.

Um die Helligkeit abzuschwächen, kann man nun nacheinander verschiedene Scheiben mit verschiedenen Öffnungen benutzen; bequemer ist es, eine einzige Scheibe anzuwenden, bei welcher man die Öffnungen verändern kann, was am einfachsten durch die Anwendung zweier kombinierter Scheiben mit sektorförmigen Ausschnitten geschieht, die gegeneinander verschoben werden können. Bei dünnen Lichtbündeln ist es sehr bequem, den Ausschnitt überhaupt nicht sektorförmig zu gestalten, sondern ihm eine solche Form zu geben, daß das Verhältnis der Öffnung zu 360° mit dem Abstande von der Achse der rotierenden Scheibe in gesetzmäßiger Weise variiert. Eine solche Einrichtung werden wir im Kapitel der photographischen Photometrie kennen lernen. Nach dem Gesagten ist die Anwendung der rotierenden Scheiben eine außerordentlich vielseitige und empfehlenswerte; sie sind auch tatsächlich bei zahlreichen photometrischen Untersuchungen

bereits zur Benutzung gekommen, ohne daß man den betreffenden Instrumenten einen Charakter als spezielles Photometer beilegen könnte, weil eben die Konstruktion eine zu einfache ist.

4. Photometer nach dem Prinzip der Lichtabschwächung durch absorbierende Medien. Dieses Prinzip ist fast nur bei den Auslöschungsphotometern zur Anwendung gekommen, bei den eigentlichen Photometern hat es keine praktische Anwendung gefunden.

5. Photometer nach dem Prinzip der Lichtabschwächung durch spiegelnde Flächen. Von den möglichen Fällen, in denen dieses Prinzip verwendet werden könnte, soll nur einer, nämlich derjenige, der bisher allein in der Praxis Benutzung gefunden hat, betrachtet werden, der Fall einer spiegelnden Kugel. Als solche hat man vielfach Glaskugeln benutzt, die innen versilbert oder die mit Quecksilber gefüllt sind (Thermometerkugeln). Die von einem leuchtenden Objekt auf die spiegelnde Kugel fallenden Strahlen werden nach allen Richtungen hin, jeder unter seinem Reflexionswinkel, reflektiert. Diese divergent austretenden Strahlen erzeugen im Auge ein virtuelles Bild des Objekts, welches bei starker Krümmung der spiegelnden Fläche, also bei kleinen Kugeln, sehr nahe bei der Kugel liegt. Es ist hierbei an die bekannten Erscheinungen zu erinnern, welche die spiegelnden Gartenkugeln bieten. Das Bild ist sehr klein, so daß es bei Objekten geringer Ausdehnung, wie Sonne und Mond, punktförmig erscheint. Die theoretischen Untersuchungen über die Helligkeit der entstehenden Bilder lassen sich hier nicht wiedergeben; sie führen aber für den Fall, daß das leuchtende Objekt sehr weit entfernt ist, zu einfachen Sätzen, indem die Helligkeit proportional ist dem Quadrat des Kugelradius und umgekehrt proportional den Quadraten der Entfernungen der Kugel von Objekt und Beobachter.

Die Verwendung dieses Prinzips ist vor allem bei Helligkeitsvergleichungen mit der Sonne zu empfehlen, da hierdurch das allzustarke Licht der letzteren sehr beträchtlich abgeschwächt werden kann. Es ist aber wohl zu bedenken, daß bei der Reflexion stets ein Lichtverlust stattfindet, der natürlich erst experimentell bestimmt werden muß.

Die Benutzung der spiegelnden Kugeln ist an sich eine so einfache, daß eine Anführung spezieller Photometer kaum einen Zweck haben dürfte, dagegen möge ein Zahlenbeispiel Platz finden. Es soll bestimmt werden, um wievielmal die Gesamthelligkeit des Mondes so groß ist als diejenige des hellen Sterns Capella. Man betrachte das punktförmige Mondlicht an einer kleinen, versilberten Kugel von 1^{cm} Durchmesser, dasjenige des Sterns Capella an einer größeren Kugel von 10^{cm} Durchmesser. Die Entfernung der großen Kugel vom Auge betrage konstant 2^{m}; die kleine Kugel, welche das Mondlicht reflektiert, werde von einem Gehilfen immer weiter fortgetragen, in der Richtung nach der großen Kugel, so daß die beiden Bilder gleichzeitig gesehen werden können. Das ursprünglich bedeutend hellere Mondlicht wird dabei immer schwächer; schließlich, bei einer Entfernung der kleineren Kugel

von 50 Metern, erscheinen beide Bilder gleich hell. Die Radien der beiden Kugeln verhalten sich wie 1 : 10, ihre Quadrate also wie 1 : 100, entsprechend auch die beiden Bilder. Die Entfernung der kleinen Kugel war 25mal so groß als die der großen, die entsprechenden Bilder waren also umgekehrt 25 × 25 = 625 mal schwächer. Zusammen gibt dies demnach eine Abschwächung des Mondbildes um das 62500 fache, um soviel mal ist also das Vollmondlicht stärker als das Licht des Sterns Capella. Vorausgesetzt ist bei dieser Berechnung, daß die beiden spiegelnden Kugeln das gleiche Reflexionsvermögen besitzen.

6. Photometer nach dem Prinzip der Lichtabschwächung durch Polarisation. Bei diesem Prinzip können die verschiedenen Arten der Polarisationshervorrufung benutzt werden. Die eine derselben, durch Reflexion an Glasplatten, ist bereits in der allgemeinen Betrachtung über Polarisation im ersten Abschnitte S. 30 genügend ausführlich behandelt. Auch die Hauptprinzipien der zweiten Erzeugungsmethode, durch Doppelbrechung in einachsigen Kristallen, ist daselbst angegeben; ihre Anwendung in der Praxis ist dagegen hier noch ausführlicher nachzuholen.

Der Kalkspat oder Isländische Doppelspat ist in sehr reinen und klaren Stücken zu haben, und da er, im Gegensatze zu dem noch reineren Bergkristall, sehr stark doppeltbrechend ist, etwa 20 mal stärker, so wird er vorwiegend zu Polarisationszwecken benutzt, und es mögen daher an ihm die bezüglichen Verhältnisse klargelegt werden, möglichst kurz zwar, aber doch in so ausführlicher Weise, wie zum Verständnisse notwendig erscheint (nach Bohn, Ergebnisse der phys. Forschung). Wenn man Kalkspat nach seinen natürlichen Spaltflächen zerlegt, so erhält man Rhomboeder (Fig. 88). Die

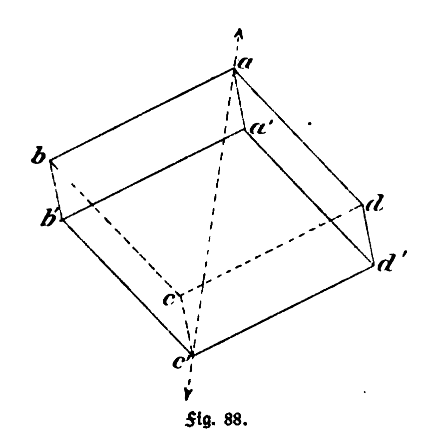


Fig. 88.

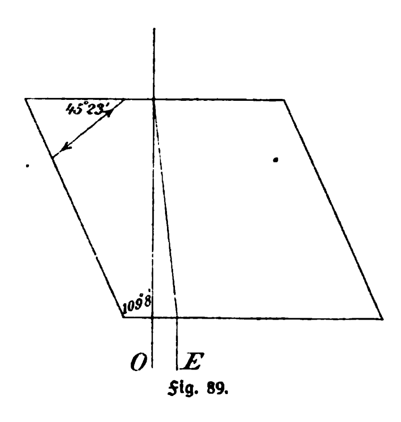


Fig. 89.

optische Achse geht durch die Ecken a und c', und in diesen beiden Ecken betragen die drei Kantenwinkel 105° 5'. Soll die natürliche Spaltfläche abcd als optische Begrenzungsfläche benutzt werden, so geht die Hauptschnittebene durch die kürzere der beiden Flächendiagonalen ac und die

Kante cc′. Diese Hauptschnittebene ist ein Parallelogramm, welches in Fig. 89 dargestellt ist. Der Winkel a′ac beträgt 109°8′, die optische Hauptachse ac′ (in dieser Figur durch punktierte Pfeillinie angedeutet) ist um 45°23′ gegen die Ebene abcd geneigt.

Fällt ein Strahl senkrecht zur Ebene abcd ein, so geht der ordentliche Strahl unabgelenkt hindurch (nach O), der außerordentliche aber entfernt sich von der Achse und bildet mit dem ordentlichen Strahl einen Winkel von 6°12′. Beim Austritt wird er entgegengesetzt abgelenkt (E), so daß er wieder parallel zu O läuft, aber seitlich verschoben ist.

Fällt natürliches Licht senkrecht auf eine Spaltfläche des Kalkspats, so erhält man zwei gleichhelle Bilder, welche gleichhell bleiben, wenn der Kristall um das Einfallslot als Achse gedreht wird, wobei der außerordentliche Strahl außerhalb des Kristalls eine Zylinderfläche beschreibt. Verwendet man den Kristall in dieser Form als Polarisator und läßt die beiden Strahlen auf ein zweites Spaltstück, welches als Analysator dient, in gleicher Weise einfallen, so erhält man nach dem Durchgange vier Strahlen, indem jeder Strahl wieder zwei andere gibt. Diese vier Strahlen sind paarweise gleich hell, aber die beiden Paare sind im allgemeinen ungleich hell. Nur wenn die Hauptschnitte der beiden Kristalle einen Winkel von 45° miteinander bilden, ist gleiche Helligkeit der beiden Paare vorhanden; stehen die Hauptschnitte parallel zu einander, so ist die Helligkeit des einen Paares gleich Null, die des anderen ein Maximum; umgekehrt, bei Senkrechtstellung der beiden Hauptschnitte, ist das zweite Paar verschwunden und das erste ein Maximum. Durch Drehung des zweiten Kristalls, des Analysators, hat man also ein Mittel, das Licht zu photometrischen Zwecken vom Maximum der Helligkeit bis zu Null abzuschwächen.

Die Verwendung der vier Bilder ist häufig störend und verwirrend, und man hat deshalb nach Mitteln gesucht, den einen der beiden aus dem Polarisator austretenden Strahlen zum Verschwinden zu bringen, und ebenso beim Analysator, so daß schließlich nur ein Strahl austritt, dessen Helligkeit durch Drehung des Analysators verändert wird. Am besten wird dies durch eine nach dem Erfinder „Nicolsches Prisma" benannte Einrichtung bewerkstelligt.

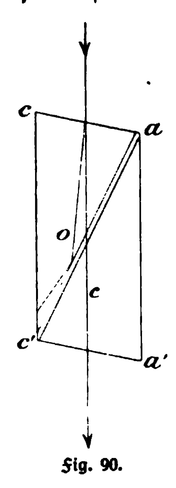


Fig. 90.

In der Fig. 90 bedeute acc′a′ den Hauptschnitt eines langen Kalkspatstücks. Rechtwinkelig zum Hauptschnitt in der Richtung ac′ schneidet man das Kalkspatstück durch und kittet nach Anbringung einer Zwischenschicht, deren Brechungsverhältnis kleiner als das für den ordentlichen Strahl ist, die beiden Stücke wieder zusammen. Hierzu benutzt man Canadabalsam, dessen Brechungsvermögen 1,549 ist. Zerlegt sich nun ein parallel zu den Seitenflächen eintretender Strahl in die zwei Komponenten, so trifft der ordentliche Strahl schiefer auf die Trennungsschicht als der außerordentliche, wird daselbst total reflektiert (O) und nach der Seite

geworfen, wo er entweder austritt oder an den geschwärzten Seitenflächen absorbiert wird. Der außerordentliche Strahl trifft dagegen die Trennungsfläche unter einem kleineren Winkel als demjenigen der Totalreflexion, geht deshalb hindurch und verläßt das Prisma. Die gleichen Verhältnisse treten auch noch bei Strahlen ein, die 15° von der spitzeren Seite und 19° von der stumpferen her einfallen, so daß also ein brauchbares Gesichtsfeld von etwa 34° vorhanden ist. Noch etwas wirksamer kann man das Nicolsche Prisma gestalten, wenn man statt der natürlichen Spaltfläche, die einen Winkel von 70°52′ gegen die Längsseite bildet, eine Fläche unter dem Winkel von 68° anschleift.

Beim Foucaultschen Prisma sind die Trennungsflächen nicht durch Canadabalsam verkittet, sondern es ist eine dünne Luftschicht dazwischen gelassen; da der Winkel der Totalreflexion hierbei 37°12′ ist, so kann das Prisma viel kürzer werden, wodurch an dem teuren Material gespart wird. Dafür wird aber das Gesichtsfeld sehr beschränkt, nämlich um 8°, so daß es für viele Zwecke dem Nicolschen Prisma nachsteht.

Behufs Lichtabschwächung nach dem Polarisationsprinzip verwendet man nach dem Vorstehenden am einfachsten zwei Nicolsche Prismen, von denen das erste, der Polarisator, feststeht, während das zweite, der Analysator, um seine Achse in meßbarer Weise drehbar ist. Zu dem Zwecke befestigt man am Prisma einen geteilten Kreis, dessen Stellung durch einen festen Index oder Nonius ablesbar ist. Steht der Hauptschnitt des zweiten Prismas parallel zur Polarisationsebene, so tritt ein Maximum von Licht aus, ist aber der betreffende Winkel 90°, so tritt kein Licht aus; wie die Theorie lehrt, ist die Lichtintensität bei dazwischenliegenden Winkeln den Quadraten der Kosinus dieser Winkel proportional. Beträgt z. B. dieser Winkel 60°, so ist der Kosinus gleich $^1/_2$, die Intensität des durchgelassenen Lichtes also $^1/_2{}^2 = ^1/_4$.

Das Rochonsche Prisma liefert beide Strahlen, den ordentlichen und den außerordentlichen. Es besteht aus zwei rechtwinkeligen Prismen aus Kalkspat oder Bergkristall, die mit den Hypotenusenflächen aneinander gekittet sind. In dem einen Prisma steht die Hauptachse auf der Eintrittsfläche senkrecht, in dem anderen ist sie parallel zur brechenden Kante. Im zweiten Prisma wird der durch das erste hindurchgegangene Strahl in zwei senkrecht zu einander polarisierte zerlegt. Der ordentliche Strahl tritt ohne Ablenkung aus, der außerordentliche dagegen wird abgelenkt und ist gefärbt, was die Benutzung dieses Prismas zu photometrischen Zwecken beeinträchtigt.

Das **Photometer von Arago** ist das erste, bei welchem das Polarisationsprinzip zur Anwendung gebracht worden ist, und zwar unter Benutzung der Reflexion von Glasplatten.

Auf einem Untergestell ist drehbar ein Arm angebracht, der ein Rohr trägt, welches keine Linsen enthält, sondern nur eine direkte, aber ziemlich eng begrenzte Durchsicht gestattet. Die Drehung dieses Rohres um einen Zapfen ist an einem Teilkreise zu messen. Über dem Zapfen

befindet sich eine senkrecht stehende Glasplatte, welche auch zu einem aus transparentem Papier bestehenden Schirm senkrecht steht. Zu beiden Seiten der Glasplatte sind zwei horizontale Nadeln angebracht, die in jeder Höhe festgeklemmt werden können. Blickt man nun durch das Rohr schräg auf die Glasplatte, so sieht man gleichzeitig durch dieselbe hindurch den einen Teil des Schirms und von derselben reflektiert einen anderen Teil des Schirms. An der Stelle, wo das gespiegelte Bild der einen Nadel erscheint, sieht man aber nur das durchgelassene Licht des Schirms, und an der Stelle, wo die andere Nadel im durchgehenden Lichte erscheint, nur das gespiegelte Bild des Schirms. Durch Drehung des Rohres wird infolge der Polarisation das gespiegelte Licht variiert, und man muß also das Rohr so stellen, daß die beiden Nadeln gleich hell erscheinen; dann ist das gespiegelte gleich dem durchgelassenen Licht. Um die Quantitäten des durchgelassenen und gespiegelten Lichts ein für allemal für die verschiedenen Winkel zu bestimmen, benutzte Arago doppeltbrechende Kristalle. Die Vergleichung zweier Lichtquellen geschieht bei diesem Photometer dadurch, daß die beiden Hälften des Schirms von nur je einer Lichtquelle beleuchtet werden.

Arago hat übrigens verschiedene Photometerkonstruktionen nach dem Polarisationsprinzip vorgeschlagen, die auch von anderen Physikern später benutzt worden sind.

Das Zöllnersche Photometer dürfte insbesondere zu astrophysikalischen Zwecken das vollkommenste aller Photometer darstellen und findet, mit verschiedenen Modifikationen, bereits eine ausgedehnte Anwendung. Es soll daher hier auch eine etwas ausführlichere Beschreibung desselben gegeben werden. Fig. 91 zeigt das Photometer in seiner von Zöllner ursprünglich gegebenen Form zur Helligkeitsmessung der Fixsterne. Das eigentliche Photometer ist hierbei im Durchschnitt gezeichnet. Dieser Teil ist auf einem Stativ horizontal drehbar angebracht. Das Fernrohr AB kann außerdem um die Achse CD gedreht werden, so daß es also auf jeden beliebigen helleren Stern gerichtet werden kann. Das durch das Objektiv O erzeugte Bild des Sterns b erscheint durch das Okular o in der deutlichen Sehweite. ee′ ist eine um 45° gegen die Fernrohrachse geneigte Glasplatte, durch welche also das Licht des Sterns hindurchpassieren muß. Das Bild des wirklichen Sterns wird nun mit den beiden Bildern gg eines künstlichen Sterns verglichen; letzterer kommt folgendermaßen zustande. Bei F befindet sich die Flamme einer lichtdicht eingeschlossenen Petroleumlampe. Nur bei o′ kann dieses Licht heraustreten und durch eine sehr feine Öffnung in die hohle Fernrohrachse gelangen; hier trifft es die Bikonkavlinse m, durch welche die Diaphragmenöffnung noch verkleinert wird, passiert die zur Polarisation dienenden Medien und wird endlich durch die Sammellinse f zu einem Bilde vereinigt. Vor der Vereinigung werden die Strahlen von den beiden Flächen der Platte ee′ nach dem Okular zu reflektiert und vereinigen sich hier in den beiden Bildern gg. Die Linse f wird so justiert,

daß die Bilder gg und b in derselben Ebene liegen, im Okular also gleichzeitig deutlich erscheinen. Man richtet das Fernrohr so, daß der wirkliche Stern zwischen den beiden künstlichen gelegen ist.

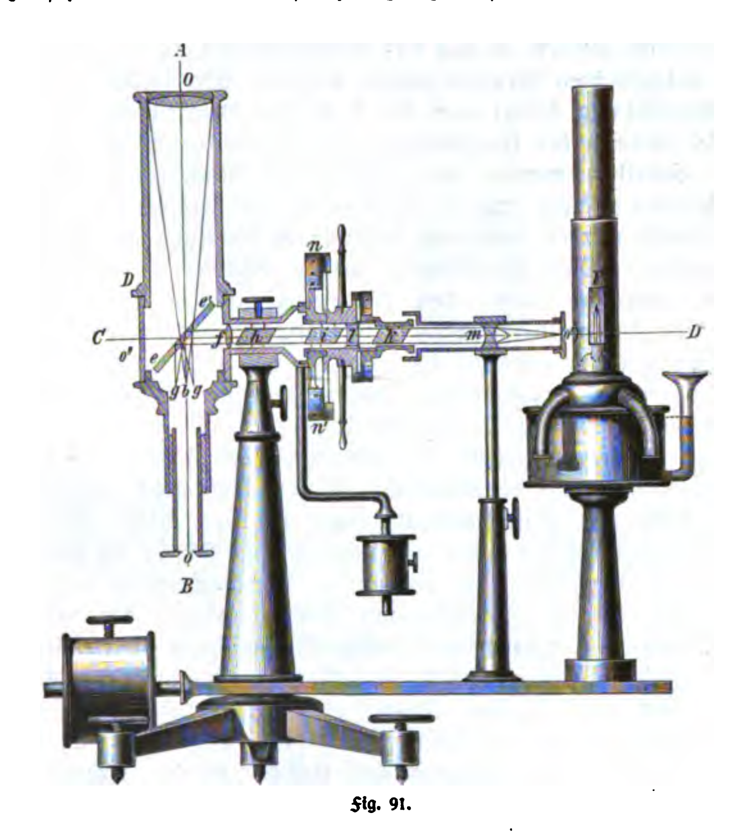


Fig. 91.

Die Polarisationsvorrichtung besteht aus folgenden Teilen. Als Polarisator würde ein einfaches Nicolsches Prisma ausreichen; zu einem besonderen Zwecke, der gleich erläutert werden soll, besteht aber beim Zöllnerschen Photometer der Polarisator aus zwei gleichgerichteten Nicols i und k, zwischen denen eine Bergkristallplatte l eingeschlossen ist. Das Nicolsche Prisma h ist fest mit der hohlen Achse verbunden, so daß es zu der spiegelnden Platte ee′ stets dieselbe Richtung hat, und zwar behufs Erzielung größter Helligkeit so, daß der Hauptschnitt senkrecht zur Platte steht (also in der Zeichnungsebene liegt). Diese unveränderliche Stellung von h ist erforderlich, weil sich sonst bei Drehung des Fernrohrs um die horizontale Achse die Stärke der Reflexion an der Platte ee′ ändern würde. Es ist demnach hier der Polarisator anstatt des Analysators drehbar angebracht, und seine Stellung kann an dem geteilten Kreise nn′ abgelesen werden.

Mit der Verwendung der zwei Prismen nebst Bergkristallplatte als Polarisator hat es folgende Bewandtnis. Wird zwischen Polarisator und Analysator eine doppeltbrechende Platte (Bergkristall) eingeschaltet, so treten Interferenzen im durchgehenden Lichte ein, durch welche gewisse Strahlungsarten ausgelöscht werden, so daß das durchgehende Licht eine Mischung aus den nicht ausgelöschten Strahlungsarten darstellt, also farbig erscheint. Die Art der Auslöschung hängt von der Dicke der Bergkristallplatte und von dem Winkel zwischen den Hauptschnitten der beiden Nicols ab; durch Drehen des einen derselben werden also verschiedene Mischfarben erzeugt. Das vorderste Prisma k dient nun als Polarisator zum Prisma i als Analysator, es kann gedreht werden, und seine Stellung ist ebenfalls an einem geteilten Kreise abzulesen. Diese Vorrichtung, welche Zöllner Kolorimeter genannt hat, dient wesentlich dazu, den künstlichen Sternen eine Färbung zu geben, welche der mittleren Sternfarbe entspricht, also etwas gelblich ist. Ihre Benutzung ist von wesentlichem Vorteil, da ja die möglichste Gleichheit der Farben der zu vergleichenden Objekte als unerläßliche Bedingung bei photometrischen Beobachtungen festgestellt ist.

Es sind später verschiedene Verbesserungen am Zöllnerschen Photometer angebracht worden, die hauptsächlich aus dem Umstande entspringen, daß man mit Hilfe des Polarisationsprinzips praktisch nicht beliebig große Helligkeitsintervalle messen kann. Theoretisch läßt sich ja die Helligkeit von einem gewissen Maximum an bis auf 0 abschwächen; es läßt sich aber leicht einsehen, da die Helligkeit mit dem Quadrate des Kosinus der Drehung abnimmt, daß bei bereits starker Abschwächung die kleinste Drehung sehr viel Lichtschwächung ausmacht, so daß man alsdann gar nicht mehr so genau einstellen und ablesen kann, als erforderlich ist. Dadurch ist das zu messende Intervall praktisch beschränkt, und man muß daher das Photometer je nach der Aufgabe den Helligkeiten der Objekte anpassen können. Zu dem Zwecke bringt man statt des einen Diaphragmas o′ eine Scheibe mit mehreren feinen Öffnungen von verschiedenen Durchmessern an, wodurch die Maximalhelligkeit des künstlichen Sterns verändert werden kann. Natürlich dürfen diese Öffnungen nicht so groß werden, daß die künstlichen Sterne als Scheiben erscheinen. Auch versieht man das Fernrohr mit mehreren Objektiven von verschiedener Öffnung und benutzt bei den hellsten Sternen das kleinste, bei den schwächsten Sternen das größte Objektiv. Bei der Beobachtung sehr heller Sterne empfiehlt es sich, bei o″ ein zweites Okular anzubringen, welches in der Richtung der Achse CD justiert ist. In demselben sieht man, umgekehrt wie in dem gewöhnlichen Okular, das Bild des wirklichen Sterns reflektiert von der Platte ee′, also stark abgeschwächt, das des künstlichen Sterns direkt, also sehr verstärkt. Weitere Vervollkommnungen beziehen sich auf die Beleuchtung des Intensitätskreises durch die Photometerlampe selbst und auf bequeme Ablesung und bequeme Stellung des Beobachters.

Als Beispiel eines modernen Zöllnerschen Photometers sei eine Abbildung

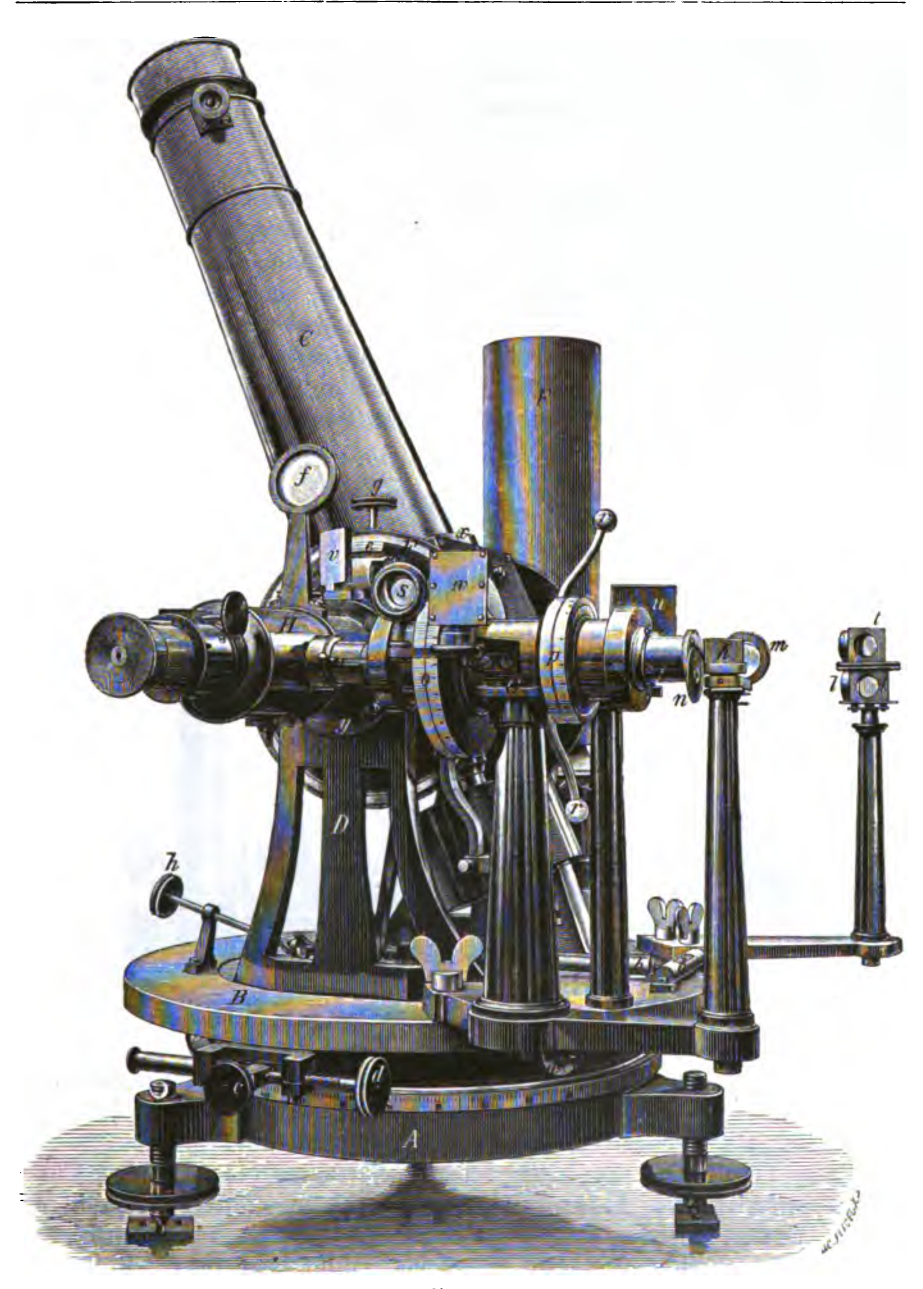


Fig. 92.

des Photometers des Potsdamer Observatoriums, von Müller konstruiert, gegeben (Fig. 92).

Zur Erläuterung ist zu bemerken, daß das Fernrohr ein gebrochenes ist; durch ein im Innern befindliches totalreflektierendes Prisma wird das Licht in die hohle Achse geworfen, so daß das Okular immer in gleicher Höhe bleibt, was für den Beobachter sehr bequem ist. F ist die Umhüllung der Photometerlampe.

Bei der Messung schwacher Sterne reicht die Lichtstärke der verhältnismäßig kleinen Fernrohre, die dem Zöllnerschen Photometer beigegeben sind, nicht aus; das Photometer muß daher in Verbindung mit einem größeren, parallaktisch montierten Refraktor gebracht werden, und das erfordert wieder besondere Einrichtungen, da die Petroleumlampe stets senkrecht stehen muß. Im Prinzip verwendet man dabei die bekannte Cardanische Aufhängung, wie sie auf den Seeschiffen gebräuchlich ist, wenn auch die äußere Form stark abweicht. Die Anbringung des Zöllnerschen Photometers am Refraktor ist durch Fig. 93 ersichtlich.

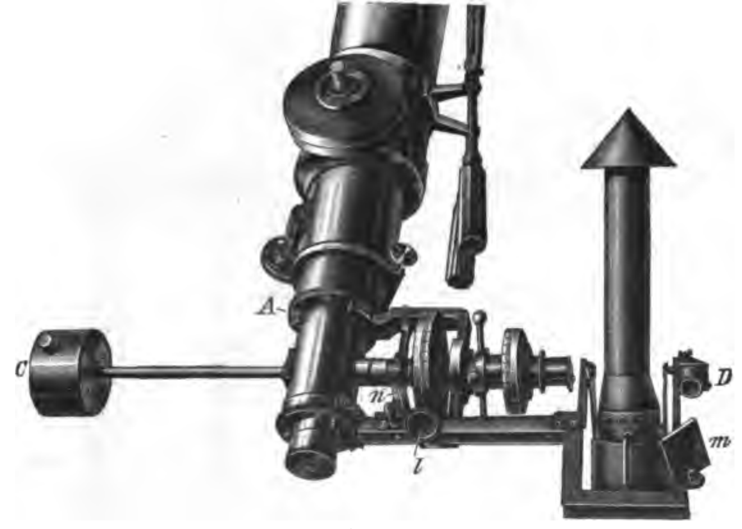


Fig. 93.

Wie aus der bisherigen Beschreibung hervorgeht, gehört das Zöllnersche Photometer zu denjenigen, bei welchen die zu vergleichenden Objekte nicht unmittelbar mit einander verglichen werden, sondern jedes für sich mit einer künstlichen Lichtquelle. Es dürfte bei der Besprechung des wichtigsten Photometers berechtigt sein, diesen Punkt etwas näher zu erörtern. Es soll verglichen werden Stern a mit Stern b. Tatsächlich verglichen wird a mit dem künstlichen Stern x und b mit dem künstlichen Stern x. Man möge beispielsweise gefunden haben, daß a 3 mal so hell ist als x, b aber 2 mal schwächer als x. Dann verhalten sich augenscheinlich die Helligkeiten von a und b wie 6 : 1. Voraussetzung hierbei ist, daß x während der Beobachtungszeit seine Helligkeit konstant beibehalten hat, und es ist daher be-

sondere Aufmerksamkeit der Lichtquelle zuzuwenden, welche zur Erzeugung des künstlichen Sterns dient. Die hierbei gefundenen Bedingungen sind natürlich für die sämtlichen Photometer maßgebend, bei denen nicht die unmittelbare Vergleichung der zu bestimmenden Objekte stattfindet.

Da man im allgemeinen nicht bloß die Helligkeiten zweier Sterne miteinander vergleichen wird, sondern diejenige vieler, so muß die künstliche Lichtquelle während eines längeren Zeitraums von konstanter Helligkeit sein. Welche Lichtquellen in dem Sinne als konstant zu betrachten sind, daß sie immer wieder aufs neue dieselbe Helligkeit geben, haben wir bereits kennen gelernt. Aber diese Normallichtquellen sind aus schon angegebenen Gründen wenig geeignet, in einer dem Zugwinde ausgesetzten Kuppel benutzt zu werden — eine Ausnahme bildet in dieser Beziehung die Benzinlampe —; das hat aber auch Zöllner nicht angestrebt, da es genügt, wenn während eines Beobachtungssatzes, also etwa $^1/_2$ bis 1 Stunde, die Lichtquelle als konstant zu betrachten ist; durch den einzelnen Beobachtungssätzen gemeinschaftliche dritte Objekte, seien sie nun etwa durch eine der Normallampen oder durch Gestirne dargestellt, kann dann die Verbindung zwischen den einzelnen Beobachtungssätzen hergestellt werden. Die von Zöllner gewählte Petroleumlampe (Rundbrenner) erfüllt bei einiger Vorsicht in der Behandlung alle Anforderungen. Im Anfange verändert sie ihre Helligkeit ziemlich stark — es muß also nach dem Anzünden einige Zeit, etwa eine Viertelstunde, bis zu ihrer Benutzung vergehen —, dann aber brennt sie unter Umständen mehrere Stunden lang mit gleichförmiger Helligkeit, sofern durch eine Marke für konstante Flammenhöhe gesorgt wird; später, wenn eine merkliche Verkohlung des Dochtes eingetreten ist, brennt sie dunkler. Es ist daher nicht ratsam, sich länger als mehrere Stunden auf ihre Konstanz zu verlassen.

Seit einigen Jahren hat man sich mit gutem Erfolge der elektrischen Glühlampe beim Zöllnerschen Photometer bedient. Die Bedingungen einer Normallampe erfüllt sie zwar noch weniger als die Petroleumlampe, indem ihre Helligkeit bei gleichbleibender Stromspannung aus zwei Gründen langsam aber stetig abnimmt. Der Kohlenfaden zerstäubt nämlich unter dem Einflusse des Stromes, und die abgeschleuderten Kohlenpartikel setzen sich an der inneren Wand der Glasbirne ab und vermindern deren Durchsichtigkeit. Außerdem aber sintert die Kohle zusammen, so daß der Leitungswiderstand vermindert wird und bei gleichbleibender Spannung also auch die Glühtemperatur des Fadens und damit seine Helligkeit abnimmt. Nach längerer Benutzung wird die Lampe überhaupt unbrauchbar und muß durch eine neue ersetzt werden, deren Helligkeit nur durch besondere Untersuchung an die frühere angeschlossen werden kann.

Die Helligkeitsabnahme einer Glühlampe ist aber innerhalb einiger Stunden nicht merklich, sofern die Spannung der Elektrizitätsquelle nicht nachläßt, wie dies bei kleinen Akkumulatorenbatterien leicht vorkommt. Hat man z. B. nur vier Zellen zur Verfügung mit acht Volt Gesamtspannung, so werden naturgemäß kleine Schwankungen von einigen Zehntel Volt merk-

bar. Benutzt man dagegen größere Batterien, z. B. von 110 Volt Spannung, so können Stromschwankungen durch Ein- oder Ausschalten von Reservezellen innerhalb ± 1 Volt gehalten werden, und die hierdurch hervorgebrachten Schwankungen sind wohl kaum störend. Die elektrische Glühlampe wird voraussichtlich überall da, wo stärkere Elektrizitätsquellen zur Verfügung stehen, die Petroleumlampe bei photometrischen Untersuchungen verdrängen. Nicht zu vergessen ist ihr Vorzug bei Anbringung der Photometer an einem Refraktor, da sie keiner besonderen Aufhängung bedarf wie die Petroleumlampe.

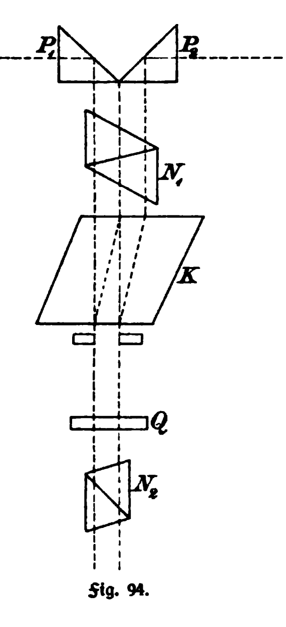


Fig. 94.

Photometer von Wild. Die von den zu vergleichenden Objekten kommenden Lichtstrahlen gelangen auf die beiden totalreflektierenden Prismen P_1 und P_2 (Fig. 94), werden in dem Nicolprisma N polarisiert und fallen dann senkrecht auf die natürliche Begrenzungsfläche eines Kalkspatrhomboeders. Ein Diaphragma ist so angebracht, daß von dem von P_2 kommenden Lichte nur die außerordentlichen Strahlen, von P_1 nur die ordentlichen hindurchgelassen werden. Die senkrecht zu einander polarisierten Strahlen gelangen nun in der Bergkristallplatte Q zur Interferenz, und bei der Betrachtung durch das zweite Nicolsche Prisma N_2 erblickt man die Interferenzstreifen. Letztere verschwinden nur, wenn gleichgroße Mengen senkrecht zu einander polarisierten Lichts austreten, was von der gegenseitigen Lage der Hauptschnitte des Prismas N_1 und des Quarzrhomboeders abhängt.

Ähnlich wie bei dem Photometer von Ritchie, S. 200, lernen wir hier ein Photometer kennen, bei welchem die Gleichheitsschätzung durch das Auge erst auf einem Umwege erzielt wird, indem beurteilt wird, wann der Kontrast zwischen den zunächst erzeugten Interferenzstreifen verschwindend klein wird. Das Wildsche Photometer soll sehr exakte Resultate geben.

Photometer von Pickering. Pickering hat mehrere Arten von Photometern konstruiert, speziell für die Anwendung auf Fixsterne.

Photometer I. Für nahestehende Sterne, speziell Doppelsterne. An Stelle des gewöhnlichen Okulars bei einem Refraktor wird das in Fig. 95 abgebildete angesetzt. In demselben befindet sich zwischen Okular und Objektiv das Rochonsche Prisma F, welches innerhalb der Röhre verschoben werden kann. Vermittels des Rochonschen Prismas werden von zwei nahestehenden Sternen je zwei Bilder erzeugt, deren Distanzen durch Verschieben des Prismas verändert werden können. Vor dem Okular befindet sich drehbar ein Nicolsches Prisma, dessen Stellung durch den geteilten Kreis C ab-

gelesen werden kann. Durch Drehen des Nicols kann man das außerordentliche Bild des einen Sterns gleich dem ordentlichen Bilde des andern Sterns machen. Ist φ die betreffende Ablesung, so ist das Helligkeitsverhältnis der beiden Sterne $= \mathrm{tg}^2 \varphi$. Infolge der Teilung der Bilder in zwei findet natürlich eine starke Lichtabschwächung statt, so daß das Instrument nicht für schwache Sterne geeignet ist. Hierfür und auch gleichzeitig für weiter abstehende Sterne ist das Photometer II geeignet, welches an einem großen Refraktor angebracht wird. Der schwächere Stern wird direkt in dem großen Fernrohr durch das Okular (Fig. 96) in der einen Hälfte des Gesichtsfeldes betrachtet, während das Bild eines hellen zur Vergleichung dienenden Sterns durch das Prisma B in das seitliche Fernrohr mit dem Objektiv D reflektiert und weiter durch das Prisma F in der andern Hälfte des Gesichtsfeldes betrachtet wird. Durch Drehen des Prismas B und Drehen des ganzen Photometers um seine Achse kann das Licht eines jeden beliebigen Vergleichssterns ins Okular gebracht werden. Das seitliche Fernrohr enthält bei C und E zwei Nicols, den letzteren drehbar, so daß also das Licht des Vergleichssterns beliebig abgeschwächt werden kann, bis es an Helligkeit dem Bilde des schwachen Sterns im großen Fernrohr gleichkommt. Die Drehung des Nicols kann vom geteilten Kreise G abgelesen werden.

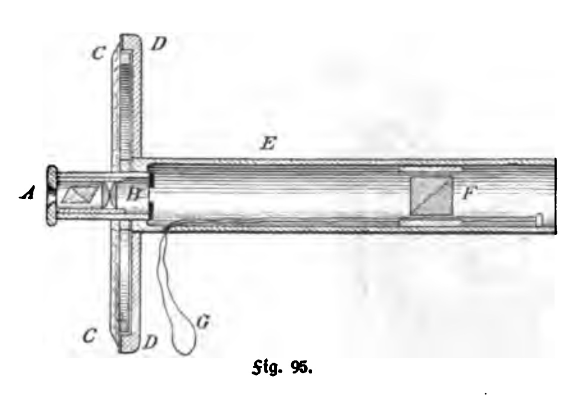


Fig. 95.

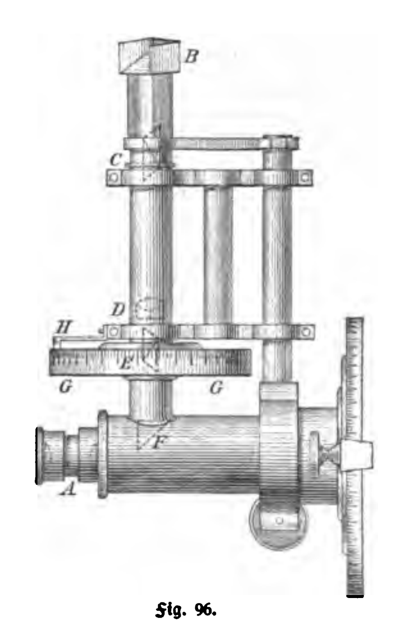


Fig. 96.

Um die Helligkeit der Sterne bei ihrem Durchgange durch den Meridian zonenweise zu messen, ähnlich wie ihre Positionen im Meridianinstrument, hat Pickering sein Photometer III gebaut. Das Instrument ist in Fig. 97 abgebildet und ist (nach Müller) folgendermaßen konstruiert. Ein Holzkasten ist in der Richtung Ost-West auf Pfeilern fest montiert. Am östlichen Ende des Kastens sind zwei Rohre A und B angebracht, welche zwei gleich große Objektive von 10,5 cm Öffnung enthalten. Vor diesen Objektiven sitzen, unter 45° gegen dieselben geneigt, die versilberten Glasspiegel C und D,

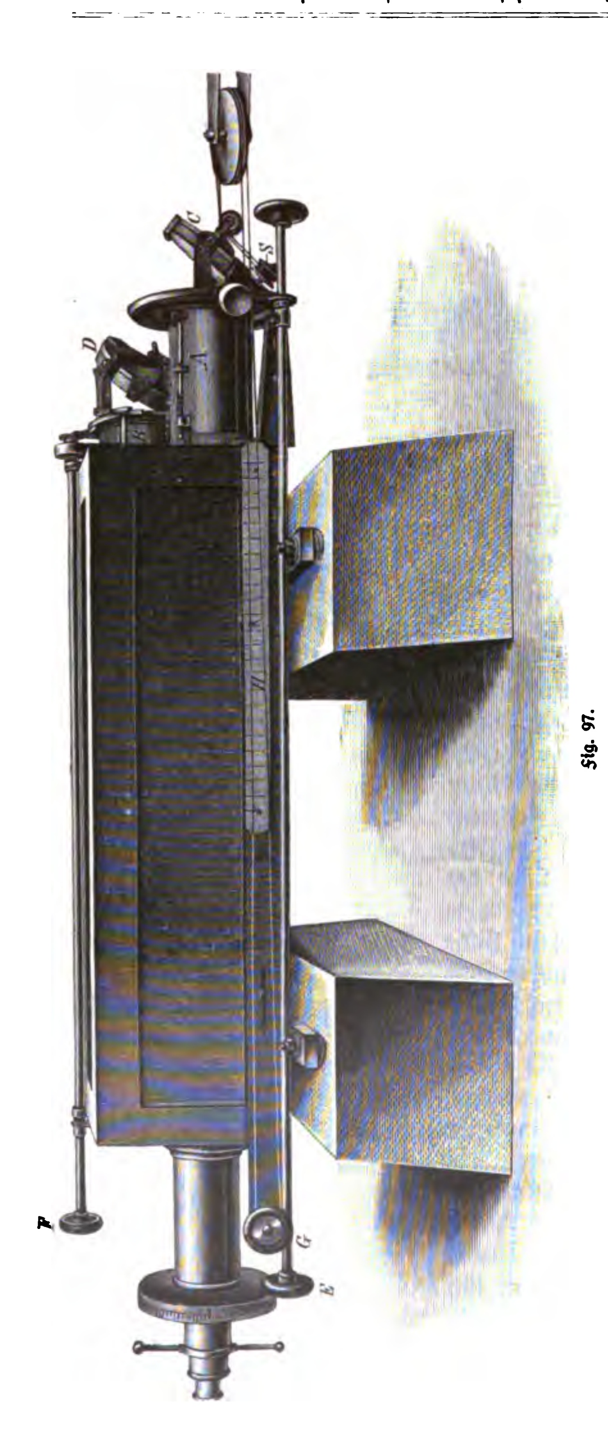


Fig. 97.

welche mit ihren Fassungen vermittels der langen Triebstangen E und F um die optischen Achsen der Objektive gedreht werden können. An zwei Kreisteilungen lassen sich bei richtiger Justierung des Apparats unmittelbar die Deklinationen der Sterne einstellen. Das südliche Objektiv (im Rohre A) hat eine etwas längere Brennweite (166 cm) als das nördliche (145 cm); es ragt nach Osten zu um 21 cm über das nördliche hinaus, und für den Spiegel C ist daher die ganze Meridianebene frei. Vermittels der Schraube S kann man die Neigung des Spiegels C gegen das Objektiv innerhalb kleiner Grenzen variieren, um während der Beobachtung den eingestellten Stern an derselben Stelle im Gesichtsfelde zu halten. Die Schraube S wird durch einen über mehrere Rollen geführten Schnurlauf vom Okular aus mittels des Griffes G bewegt, und an einer auf der Längsseite des Kastens angebrachten Skala H kann die jedesmalige Stellung des Spiegels abgelesen werden. Eine ähnliche Bewegungseinrichtung für den Spiegel D befindet sich auf der entgegengesetzten Seite des Apparats. Dieser zweite Spiegel ist dazu bestimmt, das Bild eines Polsterns in das Gesichtsfeld zu bringen. Mit diesem konstanten Ver-

gleichsobjekt werden die in C eingestellten Sterne beim Passieren des Meridians verglichen. In dem Okularansatze am westlichen Ende des Instruments sitzt in der Nähe der Brennebene ein doppeltbrechendes achromatisiertes Kalkspatprisma. Zwischen Okular und Auge befindet sich endlich noch ein drehbares Nicolprisma, dessen Stellung gegen das feste doppeltbrechende Prisma an einem geteilten Kreise abgelesen wird. Die Winkel der beiden Teile des doppeltbrechenden Prismas, von denen das eine aus Glas, das andere aus Kalkspat besteht, sind so gewählt, daß das ordentliche Bild eines mit C betrachteten Sterns genau koinzidiert mit dem außerordentlichen Bilde eines mit Hilfe von D gesehenen Sterns. Dadurch, daß das doppeltbrechende Prisma in der Nähe des Fokus steht, wird der Vorteil erreicht, daß die Bilder sehr wenig gefärbt erscheinen, und daß außerdem ordentliches und außerordentliches Bild desselben Objektivs möglichst weit voneinander getrennt sind. Die beiden nicht zur Beobachtung benutzten Bilder sind durch den Augendeckel des Okulars vom Gesichtsfelde ausgeschlossen. Die Lichtabschwächung der Bilder geschieht wieder durch Drehung des am Okular befindlichen Nicolschen Prismas.

Klasse II. Die Auslöschphotometer. Bei den Auslöschphotometern wird die Schätzung der Helligkeitsgleichheit bei einem sehr geringen Grade der absoluten Helligkeit ausgeführt. Wir haben bereits kennen gelernt, daß diese Schätzung der Gleichheit in bezug auf Genauigkeit bei mittleren absoluten Helligkeiten, bei den sogenannten bequemen Helligkeiten, ein Optimum hat, daß die Genauigkeit sowohl bei größeren als auch bei geringeren Helligkeiten kleiner wird. Hieraus ist bereits unmittelbar zu entnehmen, daß die auf dem Auslöschprinzip beruhenden Photometer in bezug auf Genauigkeit nicht an erster Stelle stehen können. Das wesentliche Prinzip dieser Photometer besteht darin, die Helligkeit des zu messenden Objekts so stark abzuschwächen, daß es sich von dem Hintergrunde, auf den es projiziert erscheint, nicht mehr abhebt, daß sein Kontrast also gegen diesen Hintergrund verschwindet. Das Vergleichsobjekt ist demnach stets der Hintergrund, und es spielt derselbe also bei diesen Photometern eine besonders wichtige Rolle. Der Hintergrund kann absolut dunkel sein, wenn z. B. das Objekt auf das Innere eines verschlossenen Hohlraums projiziert erscheint; er kann aber auch eine noch merkliche Helligkeit besitzen, wie z. B. bei Verwendung des Himmelshintergrundes, der bei Mondschein sogar recht hell werden kann.

In allen den Fällen, in denen der Hintergrund absolut schwarz ist, erscheinen die zu beobachtenden Objekte auf das Augenschwarz projiziert, d. h. auf eine allen möglichen physiologischen Einflüssen unterworfene schwache Helligkeit, welche weder als in sich homogen noch als zeitlich konstant angenommen werden kann. Auch bei schwach leuchtendem reellem Hintergrunde, wie dem Himmelshintergrund in mondlosen Nächten, wirkt das Augenschwarz noch mit, und das ist ein weiterer Grund, der das Auslöschungsprinzip zu einem nicht empfehlenswerten macht. Ein dritter Grund tritt bei Beobachtungen am

Himmel auf, wenn die zu beobachtenden Sterne weit von einander entfernt sind. Das läßt sich an einem krassen Beispiele leicht einsehen. Bei Mondschein kann der Himmelshintergrund im großen und ganzen noch einigermaßen dunkel sein; in der Nähe des Mondes aber ist er stets recht hell, so daß man hier im Fernrohr viel weniger Sterne sieht als an den anderen Stellen. Die schwächeren Sterne sind eben bereits ohne Photometer durch die größere Helligkeit des Hintergrundes ausgelöscht; daß in der Nähe des Mondes die Auslöschung durch ein Photometer schneller vor sich geht, als an den anderen Stellen des Himmels, ist somit klar. Während das Verschwinden ausgedehnter Flächen gegen den Hintergrund noch einigermaßen sicher zu beobachten ist, ist dasjenige heller Punkte ungleich schwieriger zu erkennen, und es unterliegt keinem Zweifel, daß hierbei das Verschwinden viel zu früh angegeben wird, insbesondere, wenn nicht durch Zuhilfenahme einer Marke der Ort des Sterns immer wieder aufgesucht werden kann. Die Verschwindungsphotometer geben daher in hohem Maße Veranlassung zu starken individuellen Verschiedenheiten der einzelnen Beobachter. Die physiologischen Vorgänge beim Auslöschen sind jedenfalls recht kompliziert und wenig klargestellt.

Es läßt sich nun nicht leugnen, daß, abgesehen von diesen Bedenken, das Auslöschungsprinzip an sich ein unter Umständen sehr bequemes und schnelles Verfahren gestattet, wodurch die anderen Bedenken eventuell kompensiert werden können. Man darf dabei aber nie die größte Vorsicht in der Benutzung außer acht lassen.

Bei den Auslöschungsphotometern sind nur zwei Methoden der Lichtabschwächung in Anwendung gekommen: die Blenden- und die Absorptionsmethode.

Auslöschungsphotometer nach dem Abblendungsprinzip. Über das Bedenkliche der Benutzung von Objektivblenden ist schon bei den eigentlichen Photometern berichtet worden, und in Verbindung mit dem Auslöschungsprinzip werden diese Bedenken nur noch vermehrt, da im allgemeinen stärkere Abblendungen notwendig werden. Es sind zahlreiche Photometer dieser Art konstruiert worden, die sich im wesentlichen nur durch die Form der Blenden unterscheiden, die aber vielfach das gemeinsam haben, daß sich die Öffnungen kontinuierlich verändern lassen. Bei dem ältesten dieser Photometer, dem Köhlerschen Auslöschphotometer, welches bereits zu Ende des 18. Jahrhunderts konstruiert wurde, kommt in einfachster Anordnung, die aus Fig. 98 ersichtlich ist, eine quadratische Öffnung zur Anwendung. Zwei übereinanderliegende Schieber enthalten je eine quadratische Öffnung; durch Gegeneinanderverschieben vermittels

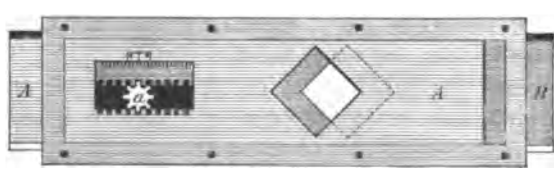


Fig. 98.

eines Triebes kann die freie Öffnung beliebig verkleinert werden. Die Ablesung an einer Skala gibt ein Maß für die Öffnung.

Beim Knobelschen Photometer kommt in ähnlicher Weise eine dreieckige Öffnung zur Verwendung. Auch sektorförmige Öffnungen werden benutzt. Bei anderen Photometern, z. B. demjenigen von Hirsch, findet die kreisförmige Abblendung durch Verschiebung einer Öffnung zwischen Objektiv und Okular statt.

Eine besondere Methode ist beim Parkhurstschen Photometer zur Anwendung gebracht. Zwischen Objektiv und Okular ist bis zur optischen Achse ein sehr dünner Glaskeil mit sehr kleinem brechendem Winkel eingeschoben. Tritt bei festgestelltem Fernrohr ein Stern infolge der täglichen Bewegung ins Gesichtsfeld ein, so erscheint er zunächst als einfacher Stern; sobald aber der Strahlenkegel den Glaskeil trifft, wird das Licht etwas abgelenkt, und es erscheint ein zweiter Stern, der mit der Weiterbewegung immer heller wird, während der erste Stern bis zum endlichen Verschwinden abnimmt. Die Zeit, die der Stern von seinem Eintritte ins Gesichtsfeld bis zum Verschwinden braucht, dient dann zur Berechnung der Lichtabschwächung; sie ersetzt die Skala, die vorhanden sein müßte, wenn bei bewegtem Fernrohr, also stillstehendem Stern, der Glaskeil verschoben würde. Zur Bestimmung der Konstanten des Apparats hat Parkhurst eine etwas komplizierte Objektivblendenvorrichtung benutzt.

Auslöschungsphotometer nach dem Absorptionsprinzip. Das Absorptionsprinzip ist in seinen primitivsten Formen schon vor 200 Jahren verwendet worden. Man benutzte Glasplatten, in Öl getränkte Papierscheiben, Hornplatten usw., welche in solcher Anzahl aufeinander gelegt wurden, bis kein Licht mehr hindurchging; aus der Zahl der verwendeten Plättchen ließ sich dann die absorbierte (resp. auch reflektierte) Lichtmenge berechnen. Von Bedeutung für die Anwendung auf den Himmel ist erst das Keilphotometer geworden, welches nach mancherlei Vorschlägen und Verbesserungen jetzt als Registrierphotometer benutzt wird. Der Hauptteil dieses Instruments, der absorbierende Keil, hat die in Fig. 99 angegebene Gestalt, wobei aber zu bemerken ist, daß der Keil in Wirklichkeit viel flacher, als daselbst gezeichnet, genommen wird. Der obere Keil, aus sogenanntem Rauchglase hergestellt, ist mit einem umgekehrt liegenden genau gleichen Keile aus durchsichtigem Glase vom gleichen Brechungskoeffizienten zusammengekittet. Das Ganze ist also eine planparallele Glasplatte, durch welche das Licht bei senkrechtem Einfall ohne Brechung hindurchgeht. Bringt man nun den Keil verschiebbar in der Nähe

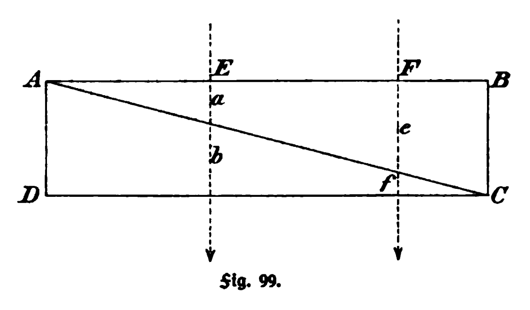


Fig. 99.

der Brennebene eines Fernrohrs an, so wird von einem zu beobachtenden Stern um so mehr Licht abgeblendet, je tiefer der Keil hineingeschoben ist, und man kann auf diese Weise den Stern zum Verschwinden bringen. Die Berechnung des absorbierten Lichtbetrags ist ungemein einfach; sie ist nach Bestimmung der Konstanten unmittelbar aus der Verschiebung des Keils zu entnehmen, wobei vorauszusetzen ist, daß das absorbierende Rauchglas ganz homogen ist, eine Bedingung, die nicht allzu schwierig zu erfüllen ist. Die Absorption ist bekanntlich eine Exponentialfunktion des Weges, den das Licht in dem absorbierenden Medium zu durchlaufen hat; die Beziehungen werden aber sehr einfach, wenn man mit den Intensitätslogarithmen rechnet. In der Fig. 99 möge der Stern 1 ausgelöscht sein, wenn er bei E den Keil passiert, wo der Lichtweg im Keil = a ist; der hellere Stern 2 werde erst bei F mit dem Lichtweg e ausgelöscht. Dann ist die Differenz der Intensitätslogarithmen der beiden Sterne, sofern man mit k den Absorptionskoeffizienten bezeichnet, gegeben durch

$$\lg J_1 - \lg J_2 = (e - a) \lg k.$$

Die Strecke EF = s, d. h. also die Strecke, um welche der Keil verschoben werden muß, um nach Auslöschung von 1 nunmehr 2 auszulöschen, ist unmittelbar durch die Dimensionen des Keils, nämlich durch seine Länge l und durch seine größte Dicke d auszudrücken; es ist $e - a = \frac{s\,d}{l}$, also

$$\lg J_1 - \lg J_2 = \frac{s\,d}{l} \lg k.$$

In dieser Gleichung sind d, l und lg k für den betreffenden Keil konstante Größen, die also durch eine Konstante ersetzt werden können, die mit C bezeichnet werden soll. Man hat alsdann $\lg J_1 - \lg J_2 = C \cdot s$.

Will man statt der Helligkeitslogarithmen die bequemeren und bekannteren Sterngrößen einführen, so hat man nur durch 0,4 zu dividieren (S. 180). Bezeichnet man dann schließlich die durch 0,4 dividierte Konstante mit C′, so hat man die Größendifferenz der beiden Sterne (Größe durch M bezeichnet):

$$M_1 - M_2 = C' \cdot s.$$

Um s zu messen, versieht man die Fassung des Keils mit einer Millimeterskala, deren Stellung man an einem Index abliest. Die Ermittelung der Keilkonstanten C′ kann auf verschiedenem Wege erfolgen, z. B. dadurch, daß man den künstlichen Stern eines anderen Photometers, etwa des Zöllnerschen, um bestimmte Unterschiede in seiner Helligkeit verändert und diese Unterschiede mit dem Keilphotometer mißt; man kann aber auch wirkliche Sterne mit bekanntem Helligkeitsunterschied beobachten.

Als Beispiel der Helligkeitsmessung mit einem Keilphotometer möge das folgende dienen. Die Keilkonstante C′ sei 0,16, d. h. beim Verschieben des

Keils um 1^{mm} ändert sich die Helligkeit eines zu beobachtenden Sterns um 0,16 Größenklassen.

Der Stern 1 verschwinde bei der Skalenablesung $10{,}6^{mm}$, 2 dagegen erst bei 22,3, dann ist $s = 11{,}7$, $M_2 - M_1$ mithin $0{,}16 \times 11{,}7 = 1{,}87$, d. h. der Stern 2 ist um 1,87 Größenklassen heller als 1.

Die einfache Verschiebungsmessung beim Keilphotometer ermöglicht auch sehr einfache Registriervorrichtungen, wodurch einmal die Blendung des Auges beim Ablesen der Skala in Wegfall kommt und ferner auch die Geschwindigkeit der Beobachtung vermehrt wird. Eine solche Registriervorrichtung zeigt das Toepfersche Keilphotometer, welches in Fig. 100 abgebildet ist. Auf der oberen Kante e des den Keil tragenden Rahmens ist eine Skala mit erhabenen Strichen und Zahlen angebracht, oberhalb welcher sich der herabzudrückende Hebel l befindet, der bei m ein elastisches Kissen trägt. Über das Kissen gleitet ein Papierstreifen, der sich von den Rollen g und k ab- resp. aufwickelt. Auf dem Papierstreifen prägt sich beim Herabdrücken des Hebels die Skala nebst Index ein. Gleichzeitig wird hierbei die Rolle k ein wenig gedreht und damit der Papierstreifen verschoben, so daß die nächste Prägung auf eine andere Stelle des Streifens kommt.

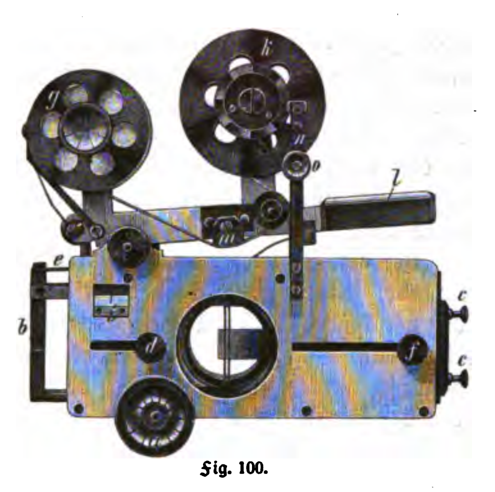


Fig. 100.

Das Instrument kann an Stelle des Okulars bei einem beliebigen Fernrohr angebracht werden und verwandelt dasselbe in ein Photometer, welches an Bequemlichkeit der Beobachtung nichts zu wünschen übrig läßt, in bezug auf Genauigkeit aber nicht mit dem Zöllnerschen Photometer konkurrieren kann.

Außer den allen Auslöschphotometern anhaftenden Bedenken, die bereits erwähnt sind, tritt bei der Beobachtung gefärbter Sterne noch eine besondere Schwierigkeit hinzu, die aber erst bei den Spektralphotometern zu besprechen sein wird.

Es ist als oberster Grundsatz der Photometrie hingestellt worden, daß das Auge selbst nicht messen, sondern mit größerer Genauigkeit nur die Lichtgleichheit beurteilen kann. Nach diesem Prinzip sind ja auch alle bisher besprochenen Photometer konstruiert worden. Bei demselben gibt es nun insofern eine Ausnahme, als nach längerer Einübung unsere Augen auch direkt messen können, wenn es sich um ganz geringe Helligkeitsunterschiede handelt. Diese Ausnahme ist bei der Helligkeitsmessung ver-

änderlicher Sterne in umfangreicher Weise zur Anwendung gekommen, speziell auf die Veranlassung Argelanders hin, der sie unter dem Namen der Methode der Stufenschätzungen eingeführt hat.

Wenn man nach längerer Betrachtung zweier Sterne, die man zunächst für gleich hell gehalten hat, zur Überzeugung gelangt, daß der eine Stern a doch etwas heller ist als der andere Stern b, so bezeichnet man diesen eben wahrnehmbaren Unterschied als eine Stufe. Dieser Helligkeitsunterschied ist naturgemäß ein ganz subjektiver, der bei jedem Beobachter einen besonderen Wert hat, bei demselben Beobachter aber recht konstant ist. Ist der Unterschied zwischen a und b etwas stärker, so daß er bei genauer Betrachtung sofort erkannt wird, so beträgt er zwei Stufen, und ist er ohne weiteres bemerkbar, so beträgt er drei Stufen. Es zeigt sich hierbei — nach längerer Übung — daß die Stufe tatsächlich einen reellen Wert hat, der im Mittel bei den meisten Beobachtern etwa 0,1 bis 0,15 Größenklassen beträgt. Geht man nicht über drei Stufen hinaus, so fallen diese Schätzungen recht genau aus.

Bei der Beobachtung veränderlicher Sterne ist das Verfahren nun das folgende. Man sucht sich in der Nachbarschaft des Veränderlichen eine Reihe von verschieden hellen Vergleichssternen aus, von denen der hellste etwas heller sein muß, als der Veränderliche im Maximum werden kann, der schwächste etwas schwächer als der Veränderliche im Minimum ist. Die Zahl der Vergleichssterne ist dadurch festzusetzen, daß das Helligkeitsintervall zwischen je zweien nicht mehr als fünf bis sechs Stufen, also etwa eine halbe Größenklasse betragen darf; vorteilhaft ist es, die Intervalle recht klein zu nehmen. Bei der Beobachtung wählt man jedesmal die Vergleichssterne so, daß der eine heller, der andere schwächer ist als der Veränderliche.

Als Beispiel möge folgendes dienen, wobei die Vergleichssterne mit a, b, c . . ., der Veränderliche mit v bezeichnet ist. Ein > bedeutet heller, die zugesetzte Zahl die Anzahl der Stufen.

Okt. 17.	c 2 > v 2 > d	Dez. 2.	b 1 > v 3 > c
Okt. 20.	c = v 4 > d	Dez. 25.	c = v 4 > d
Okt. 30.	b 1 > v 4 > c	Jan. 2.	c 3 > v 1 > d
Nov. 15.	a 3 > v 1 > b	Jan. 15.	d 1 > v 2 > e
Nov. 28.	a 4 > v = b		. . . . .

Die Summe der Abweichungen von v gegen die beiden Vergleichssterne gibt deren Helligkeitsdifferenz, also ist z. B. a um vier Stufen heller als b. Stellt man diese Differenzen zusammen, alle auf den schwächsten Stern e bezogen, so erhält man folgende Skala der Vergleichssterne:

e = 0 Stufen
d = 3 „
c = 7 „
b = 11 „
a = 15 „

Die Stufenhelligkeiten des Veränderlichen ergeben sich nach dieser Skala folgendermaßen:

Okt. 17. v = 5 Stufen	Dez. 2. v = 10 Stufen
Okt. 20. v = 7 „	Dez. 25. v = 7 „
Okt. 30. v = 10 „	Jan. 2. v = 4 „
Nov. 15. v = 12 „	Jan. 15. v = 2 „
Nov. 28. v = 11 „	. . . . . .

Man kann hiernach eine Kurve des Lichtwechsels konstruieren und wird finden, daß das Maximum der Helligkeit zwischen dem 15. und 28. November stattgefunden hat, etwa am 18. November.

Will man die Helligkeiten des Veränderlichen in Größenklassen kennen, so muß man mit Hilfe von direkten photometrischen Messungen die Helligkeiten mehrerer Vergleichssterne bestimmen, um sowohl die absolute Helligkeit als auch den Stufenwert festzulegen.

Um aber die Maximal- oder Minimalhelligkeiten eines Veränderlichen zu ermitteln und daraus die Periode der Veränderlichkeit zu bestimmen, genügen die Stufenschätzungen allein. Man kann wohl behaupten, daß die Kenntnisse, welche wir heute über die Veränderlichen besitzen, zum weitaus größten Teile durch Stufenschätzungen erhalten worden sind.

Elftes Kapitel.

Die Spektralphotometer.

Wie der Name andeutet, sind die Spektralphotometer Photometer, bei denen nicht die Gesamthelligkeit eines leuchtenden Objekts gemessen wird, sondern die Helligkeit der einzelnen Spektralbezirke, nachdem das Gesamtlicht durch ein Spektroskop zerlegt worden ist. Aus dieser ganz allgemeinen Aufgabe geht hervor, daß jede spektroskopische Konstruktion zur Zerlegung des Lichts benutzt werden kann, ebenso aber auch jedes photometrische Prinzip.

Die Aufgaben, welche mit einem Spektralphotometer zu lösen sind, müssen zunächst sehr sorgfältig präzisiert werden, da gerade auf diesem Gebiete große theoretische Schwierigkeiten vorhanden sind. In physikalischer Hinsicht hat eine Vergleichung der einzelnen Spektralbezirke nur dann Sinn, wenn die wahren Energien der betreffenden Strahlungen ermittelt werden. Ist die Lichtquelle, oder allgemein Strahlungsquelle, ein schwarzer Körper, so sind die Energien der einzelnen Spektralbezirke auf Grund der Kirchhoffschen Funktion bekannt, sobald die Temperatur der Strahlungsquelle bekannt ist; umgekehrt läßt sich letztere berechnen, wenn die Strahlungsenergien selbst gemessen werden. Ist die Strahlungsquelle nicht ein schwarzer Körper, so treten Abweichungen von der Kirchhoffschen Funktion auf, die bei der Strahlung fester Körper verhältnismäßig leicht zu bestimmen, bei der Strah-

änderlicher Sterne in umfangreicher Weise zur Anwendung gekommen, speziell auf die Veranlassung Argelanders hin, der sie unter dem Namen der Methode der Stufenschätzungen eingeführt hat.

Wenn man nach längerer Betrachtung zweier Sterne, die man zunächst für gleich hell gehalten hat, zur Überzeugung gelangt, daß der eine Stern a doch etwas heller ist als der andere Stern b, so bezeichnet man diesen eben wahrnehmbaren Unterschied als eine Stufe. Dieser Helligkeitsunterschied ist naturgemäß ein ganz subjektiver, der bei jedem Beobachter einen besonderen Wert hat, bei demselben Beobachter aber recht konstant ist. Ist der Unterschied zwischen a und b etwas stärker, so daß er bei genauer Betrachtung sofort erkannt wird, so beträgt er zwei Stufen, und ist er ohne weiteres bemerkbar, so beträgt er drei Stufen. Es zeigt sich hierbei — nach längerer Übung — daß die Stufe tatsächlich einen reellen Wert hat, der im Mittel bei den meisten Beobachtern etwa 0,1 bis 0,15 Größenklassen beträgt. Geht man nicht über drei Stufen hinaus, so fallen diese Schätzungen recht genau aus.

Bei der Beobachtung veränderlicher Sterne ist das Verfahren nun das folgende. Man sucht sich in der Nachbarschaft des Veränderlichen eine Reihe von verschieden hellen Vergleichssternen aus, von denen der hellste etwas heller sein muß, als der Veränderliche im Maximum werden kann, der schwächste etwas schwächer als der Veränderliche im Minimum ist. Die Zahl der Vergleichssterne ist dadurch festzusetzen, daß das Helligkeitsintervall zwischen je zweien nicht mehr als fünf bis sechs Stufen, also etwa eine halbe Größenklasse betragen darf; vorteilhaft ist es, die Intervalle recht klein zu nehmen. Bei der Beobachtung wählt man jedesmal die Vergleichssterne so, daß der eine heller, der andere schwächer ist als der Veränderliche.

Als Beispiel möge folgendes dienen, wobei die Vergleichssterne mit a, b, c . . ., der Veränderliche mit v bezeichnet ist. Ein $>$ bedeutet heller, die zugesetzte Zahl die Anzahl der Stufen.

Okt. 17.	$c\,2 > v\,2 > d$	Dez. 2.	$b\,1 > v\,3 > c$
Okt. 20.	$c = v\,4 > d$	Dez. 25.	$c = v\,4 > d$
Okt. 30.	$b\,1 > v\,4 > c$	Jan. 2.	$c\,3 > v\,1 > d$
Nov. 15.	$a\,3 > v\,1 > b$	Jan. 15.	$d\,1 > v\,2 > e$
Nov. 28.	$a\,4 > v = b$		. . . . .

Die Summe der Abweichungen von v gegen die beiden Vergleichssterne gibt deren Helligkeitsdifferenz, also ist z. B. a um vier Stufen heller als b. Stellt man diese Differenzen zusammen, alle auf den schwächsten Stern e bezogen, so erhält man folgende Skala der Vergleichssterne:

$e = 0$ Stufen
$d = 3$ „
$c = 7$ „
$b = 11$ „
$a = 15$ „

Die Stufenhelligkeiten des Veränderlichen ergeben sich nach dieser Skala folgendermaßen:

Okt. 17.	v = 5 Stufen	Dez. 2.	v = 10 Stufen
Okt. 20.	v = 7 „	Dez. 25.	v = 7 „
Okt. 30.	v = 10 „	Jan. 2.	v = 4 „
Nov. 15.	v = 12 „	Jan. 15.	v = 2 „
Nov. 28.	v = 11 „	. . . .	

Man kann hiernach eine Kurve des Lichtwechsels konstruieren und wird finden, daß das Maximum der Helligkeit zwischen dem 15. und 28. November stattgefunden hat, etwa am 18. November.

Will man die Helligkeiten des Veränderlichen in Größenklassen kennen, so muß man mit Hilfe von direkten photometrischen Messungen die Helligkeiten mehrerer Vergleichssterne bestimmen, um sowohl die absolute Helligkeit als auch den Stufenwert festzulegen.

Um aber die Maximal- oder Minimalhelligkeiten eines Veränderlichen zu ermitteln und daraus die Periode der Veränderlichkeit zu bestimmen, genügen die Stufenschätzungen allein. Man kann wohl behaupten, daß die Kenntnisse, welche wir heute über die Veränderlichen besitzen, zum weitaus größten Teile durch Stufenschätzungen erhalten worden sind.

Elftes Kapitel.

Die Spektralphotometer.

Wie der Name andeutet, sind die Spektralphotometer Photometer, bei denen nicht die Gesamthelligkeit eines leuchtenden Objekts gemessen wird, sondern die Helligkeit der einzelnen Spektralbezirke, nachdem das Gesamtlicht durch ein Spektroskop zerlegt worden ist. Aus dieser ganz allgemeinen Aufgabe geht hervor, daß jede spektroskopische Konstruktion zur Zerlegung des Lichts benutzt werden kann, ebenso aber auch jedes photometrische Prinzip.

Die Aufgaben, welche mit einem Spektralphotometer zu lösen sind, müssen zunächst sehr sorgfältig präzisiert werden, da gerade auf diesem Gebiete große theoretische Schwierigkeiten vorhanden sind. In physikalischer Hinsicht hat eine Vergleichung der einzelnen Spektralbezirke nur dann Sinn, wenn die wahren Energien der betreffenden Strahlungen ermittelt werden. Ist die Lichtquelle, oder allgemein Strahlungsquelle, ein schwarzer Körper, so sind die Energien der einzelnen Spektralbezirke auf Grund der Kirchhoffschen Funktion bekannt, sobald die Temperatur der Strahlungsquelle bekannt ist; umgekehrt läßt sich letztere berechnen, wenn die Strahlungsenergien selbst gemessen werden. Ist die Strahlungsquelle nicht ein schwarzer Körper, so treten Abweichungen von der Kirchhoffschen Funktion auf, die bei der Strahlung fester Körper verhältnismäßig leicht zu bestimmen, bei der Strah-

lung gasförmiger Körper aber von einer solchen Komplikation sind, daß bisher noch fast nichts auf diesem Gebiete bekannt ist. Alle derartigen physikalischen Aufgaben können zunächst nur mit Hilfe von Apparaten gelöst werden, in denen die Strahlungsenergie vollständig in Wärme umgesetzt wird, die dann ihrerseits nach verschiedenen Methoden gemessen werden kann.

Im Auge werden die Strahlungsenergien in Nervenreize umgesetzt, die je nach der Größe der Strahlungsenergie verschieden stark sind, wobei, abgesehen von den extremen Fällen, das Fechnersche psycho-physische Grundgesetz befolgt wird. Um aber die wahren Energieunterschiede zwischen den verschiedenen Spektralteilen zu schätzen, sind unsere Augen gar nicht eingerichtet. Zunächst ist bekannt, daß unser Auge nur für den sehr engen Spektralbezirk von 0,4 bis 0,8 μ empfänglich ist; alles, was über diese Grenze hinausläuft, existiert für das Auge nicht. Liegt z. B. bei niedriger Glühtemperatur das Energiemaximum oberhalb 0,8 μ, so ist also gerade die Strahlung, die das Maximum der Energie enthält, für uns nicht direkt wahrnehmbar.

Auch für das Auge existiert nun für den Spektralbezirk von 0,4 bis 0,8 μ eine „Energiekurve" oder richtiger „Reizungskurve", die aber mit der wahren Energiekurve nur wenig zu tun hat. Sie ist natürlich abhängig von der Energiekurve, hat aber ihre ganz charakteristischen Eigenschaften. Auch sie ist eine Kurve, die bei einer gewissen Wellenlänge ein Maximum hat, und ihre Form ist überhaupt der wahren Energiekurve ähnlich. Auch der Ort ihres Maximums ist veränderlich, aber nicht mit der Temperatur, wie bei der wahren Energiekurve, sondern mit der absoluten Helligkeit, wodurch eine ganz besondere Komplikation eintritt. Über diese Verhältnisse wird am Schlusse dieses Kapitels Genaueres mitzuteilen sein.

Aus dem Gesagten geht hervor, daß man die „physiologischen Helligkeitsverhältnisse" eines Spektrums nicht im allgemeinen angeben und bestimmen kann, sondern nur in Abhängigkeit von der absoluten Helligkeit, und auch hierbei treten große Beobachtungsschwierigkeiten auf, da ja Helligkeitsvergleichungen unter verschieden gefärbten Objekten stattzufinden haben, was von Anfang an als eine besondere Erschwerung bei photometrischen Beobachtungen erklärt worden ist. Beruht die Konstruktion eines Spektralphotometers auf diesem Prinzip, so läßt sich zwar die gestellte Aufgabe mit demselben lösen, aber nur mit geringer Genauigkeit bei sehr erschwerter Beobachtung.

Durch eine wesentliche Beschränkung der Aufgabe läßt sich indessen auch beim Spektralphotometer die gleiche Genauigkeit erreichen wie beim gewöhnlichen Photometer, nämlich durch die Einschränkung: die Helligkeits*verhältnisse* der gleichen Spektralgebiete bei verschiedenen Lichtquellen unter einander zu vergleichen. Alsdann werden die gleichen Farben mit einander verglichen, wobei keine größeren Schwierigkeiten auftreten als bei weißem Licht. Wir wollen zuerst diese Art der Spektralphotometer kennen lernen, die überhaupt die eigentlichen Spektralphotometer sind; denn die anderen Arten, in denen

die Farben unter einander verglichen werden, oder jede Farbe mit weißem Licht, sind die ersten noch unvollkommenen Instrumente dieser Art gewesen. Hierbei darf man aber nicht vergessen, daß durch ihre Benutzung eine viel weitergehende Aufgabe zu lösen ist.

Das Vierordtsche Spektralphotometer ist ein Prismenspektroskop gewöhnlicher Konstruktion und besitzt nur eine andere Spalteinrichtung. Der Spalt besteht nämlich aus zwei übereinanderstehenden Hälften, wobei die Spaltweite einer jeden Hälfte für sich in meßbarer Weise reguliert werden kann. Vor der einen Hälfte sitzt ein totalreflektierendes Prisma, durch welches das Licht einer seitlich befindlichen Lichtquelle ins Spektroskop gelangt, während die andere Spalthälfte direkt von vorn durch die zweite Lichtquelle beleuchtet wird. Es entstehen demnach zwei genau übereinander liegende Spektra, deren Helligkeit durch Veränderung der Spaltweiten in meßbarer Weise variiert werden kann. Damit bei der Vergleichung einer bestimmten Spektralstelle die übrigen Farben nicht störend einwirken, wird durch einen verschiebbaren Spalt im Okular das übrige Licht abgeblendet, eine Vorrichtung, die bei allen Spektralphotometern erforderlich ist. Man soll mit diesem Instrument sehr gute Messungen ausführen können, obgleich ein bedenklicher prinzipieller Fehler der Vierordtschen Methode anhaftet, der besonders hervortritt, wenn große Helligkeitsunterschiede gemessen werden. Der für die schwächere Lichtquelle dienende Spalt muß, um Helligkeitsgleichheit zu erzielen, beträchtlich weiter geöffnet werden, als der andere; das entsprechende Spektrum ist daher unreiner, und infolgedessen stimmen die Farben der beiden Spektra nicht ganz genau miteinander überein. Ein Vorzug des Instruments besteht darin, daß die beiden Spektra sich fast genau berühren; sie sind nur durch eine schwarze Linie, die von der Begrenzungsfläche des totalreflektierenden Prismas herrührt, von einander getrennt. Auch ist hervorzuheben, was für die Beobachtung schwacher Spektra wichtig ist, daß kein anderer Lichtverlust stattfindet, als durch die Verwendung des Spektroskops gegeben ist.

Das Glan-Vogelsche Spektralphotometer ist wesentlich komplizierter gestaltet. Der photometrische Apparat befindet sich zwischen Kollimatorlinse und Prisma und besteht aus einem doppeltbrechenden Bergkristall und als Analysator aus einem Nicolschen Prisma mit in üblicher Weise meßbarer Drehung. Der Spalt des Spektroskops ist durch einen Steg in zwei Hälften geteilt; es entstehen durch die Doppelbrechung von jeder Hälfte zwei Spektra, im ganzen also vier. Die Breite des Stegs ist so gewählt, daß die mittleren zwei Spektra, die von den beiden Hälften des Spaltes kommen, einander berühren; die beiden äußeren Spektra werden durch Schieber im Okular abgeblendet. Bei Drehung des Nicols wird das eine ordentliche Spektrum heller, wenn das andere außerordentliche schwächer wird. Da der Winkel der Doppelbrechung von der Wellenlänge abhängt, so berühren sich die beiden Spektra nicht auf ihrer ganzen Länge, sondern überdecken sich z. B. im Rot und stehen im Violett auseinander, wenn sie im Grün zur

Berührung gebracht sind; es ist das ein sehr großer und bedenklicher Nachteil, der durch Verstellen des Kollimatorobjektivs nur in nicht einwandfreier Weise beseitigt werden kann. Besser soll die Benutzung eines keilförmigen, verschiebbaren Stegs vor dem Spalte wirken, durch den die Breite der Spektra für jede Spektralstelle so variiert werden kann, daß Berührung stattfindet. Das Licht der beiden zu vergleichenden Objekte kann unmittelbar auf die beiden Spalthälften geworfen werden, von denen die eine mit einem totalreflektierenden Prisma bedeckt ist; für gewöhnlich aber findet die Vergleichung eines jeden Objekts mit einer dritten Lichtquelle statt, die in Gestalt einer Petroleumlampe dem Spektralphotometer beigegeben wird. Ein Vorzug des Glan-Vogelschen Spektralphotometers besteht darin, daß sehr große Intensitätsunterschiede gemessen werden können, ein Nachteil aber in dem starken Lichtverluste durch Erzeugung zweier Bilder und überhaupt dadurch, daß stets das Licht eines Objekts durch die Polarisation geschwächt wird.

Das Crovasche Spektralphotometer dürfte als das einfachste und beste aller bis jetzt konstruierten zu betrachten sein, und zwar nicht zum mindesten durch die Anordnung, daß der lichtabschwächende Apparat — in diesem Falle zwei gegeneinander drehbare Nicols — gar nicht mit dem Spektroskop verbunden ist, sondern in den Strahlen der Vergleichslampe bereits vor dem Spalte eingeschaltet ist. Zu dem Zwecke ist die eine Spalthälfte mit einem totalreflektierenden Prisma versehen, welches das Licht des seitlich sitzenden Photometers auffängt und ins Spektroskop gelangen läßt. Wie beim Vierordtschen Spektralphotometer berühren sich die beiden Spektra ihrer ganzen Länge nach, nur durch eine feine Linie getrennt. Eine Lichtschwächung des zu untersuchenden Objekts findet nicht statt. Ein besonderer Vorzug des Instruments besteht auch darin, daß nach Beseitigung des totalreflektierenden Prismas das Spektroskop als solches ohne weiteres zu verwenden ist.

Von den vielen Spektralphotometern mögen als die wichtigsten die hier erwähnten Konstruktionen genügen, um einen Einblick in das praktische Gebiet der Spektralphotometrie zu erlangen. Zur Erleichterung des Verständnisses soll auch ein Beispiel gegeben werden, und zwar ein solches, welches mit dem zuletzt besprochenen Spektralphotometer zu erhalten ist. Das Spektrum einer elektrischen Glühlampe diente hierbei als Grundlage, und mit demselben wurde das Spektrum einer Kerze verglichen. Zur Vergleichung gelangten vier Partien des Spektrums: 1. in Rot, nahe bei der C-Linie, 2. in Gelb bei D, 3. in Grünblau bei F und 4. in Violett bei G.

Durch Drehung des zweiten Nicols, also durch Abschwächung des Spektrums der elektrischen Glühlampe, wurde die Gleichheit der Helligkeit dieser vier Spektralbezirke hergestellt, und es ergaben sich hierbei die folgenden Ablesungen des Winkels zwischen den Hauptschnitten der beiden Nicolprismen: 1. 25°2; 2. 20°4; 3. 14°6; 4. 8°7. Die Helligkeiten an diesen vier Stellen verhalten sich wie die Quadrate der Sinus dieser Winkel oder wie

0,181 zu 0,121 zu 0,064 zu 0,023. Da nun das Verhältnis der absoluten Helligkeiten gleichgültig ist — dasselbe hängt zum Beispiel von der zufälligen Entfernung der Lichtquellen ab —, so kann man dieses Verhältnis für eine Spektralfarbe als 1 annehmen, und es ergeben sich dann für die Helligkeitsverhältnisse der vier Spektralteile genähert 1 : 0,6 zu 0,3 zu 0,1, d. h. mit abnehmender Wellenlänge (nach dem Violett) wird die Intensität des Spektrums der Kerzenflamme im Verhältnis zu derjenigen der elektrischen Glühlampe immer geringer. Das Resultat läßt sich im Einklange mit den Strahlungsgesetzen ohne weiteres] dahin deuten, daß die Temperatur der Kerzenflamme geringer ist als diejenige der Glühlampe, weil die Strahlung nach dem Violett zu relativ immer schwächer wird. Es ist nun wohl zu beachten, daß die gefundenen Zahlen die wahren relativen Helligkeitsverhältnisse darstellen, also auch die wahren relativen Energieverhältnisse, da ja nur Vergleichungen bei genau derselben Farbe stattgefunden haben. Also ist in unserem Beispiele gezeigt, daß das Verhältnis der Energie der Glühlampenstrahlung im Violett zu derjenigen im Rot zehnmal so groß ist als bei der Kerze. Wievielmal aber in einem dieser Spektra die Strahlung im Violett stärker oder schwächer ist als im Rot, ist durchaus nicht zu erkennen.

Wir kommen nun zu einer kurzen Beschreibung derjenigen Spektralphotometer, bei denen eine Vergleichung der einzelnen Spektralbezirke untereinander oder mit weißem Licht stattfindet, welche also die physiologische Helligkeitskurve eines Spektrums geben.

Das Spektralphotometer von Fraunhofer ist das älteste dieser Instrumente, speziell zur Messung am Sonnenspektrum bestimmt (Fig. 101). Als Spektroskop benutzte Fraunhofer das Objektivprisma, also ein Fernrohr AB, vor dessen Objektiv ein Prisma P angebracht ist, auf welches aus einem in größerer Entfernung befindlichen Spalte das Sonnenlicht fällt. In der deutlichen Sehweite bei s ist ein das halbe Gesichtsfeld bedeckender Spiegel unter 45° Neigung angebracht, welcher das Licht einer seitlich stehenden, mit enger Blende (b) versehenen Lampe L ins Okular reflektiert. Die Lampe ist verschiebbar, und durch ihre Verschiebung wird die gleiche physiologische Helligkeit des Lampenlichts in den einzelnen Spektralbezirken in meßbarer Weise hergestellt. Die außerordentliche Einfachheit der Fraunhoferschen Konstruktion macht das Instrument sehr empfehlenswert. Man würde jetzt natürlich

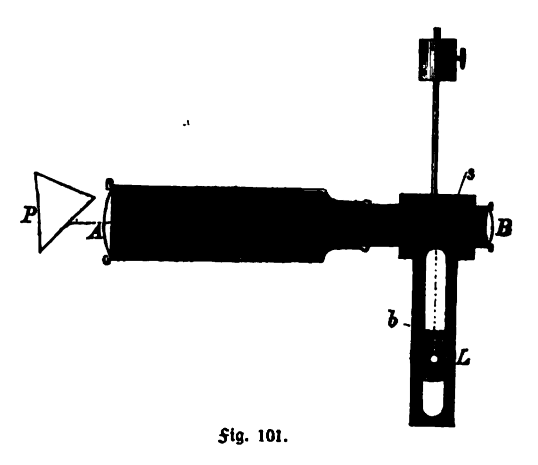


Fig. 101.

ein Spektroskop mit Kollimator wählen und statt der Verschiebung der Lampe vorteilhafter das Polarisationsprinzip verwerten.

Als Beispiel eines recht komplizierten Apparats möge das Spektralphotometer von Abney und Festing beschrieben werden (Fig. 102), welches speziell zur Beobachtung des Sonnenspektrums konstruiert worden ist. Die Sonnenstrahlen werden durch die Linse L auf dem Spektroskopspalte S_1 vereinigt und liefern auf dem Schirm D das Sonnenspektrum. Der Schirm D enthält einen Spalt und kann über das ganze Spektrum hinüber verschoben werden, so daß hinter dem Schirm eine beliebige Stelle des Spektrums isoliert austritt. Durch die Linse L_4 wird von dieser Spektralstelle ein Bild auf der weißen Fläche bei F entworfen. Die von der vordersten Prismenfläche reflektierten Sonnenstrahlen gelangen auf den Spiegel G, werden von dort reflektiert und durch die Linse L_5 ebenfalls auf dem weißen Schirm zu einem weißen Bilde vereinigt. Die Vergleichung der physiologischen Intensitäten der beiden Bilder geschieht an den Schatten eines vor der Fläche befindlichen Stabes, also nach dem Lambertschen Prinzip. Die Abschwächung der Helligkeit des weißen Bildes wird bei M vermittels einer rotierenden Scheibe mit verstellbaren Sektorausschnitten bewirkt. Als Vorzug dieser Methode wird angesehen, daß die Vergleichung des Sonnenspektrums mit dem Sonnenlicht selbst erfolgt, so daß also Schwankungen in der Helligkeit des Sonnenlichts, wie sie durch atmosphärische Trübungen, besonders aber durch die Veränderung der Sonnenhöhe über dem Horizonte entstehen, eliminiert würden. Das wäre übrigens nur dann richtig, wenn derartige Änderungen für alle Spektralbezirke gleich stark wären, was aber zweifellos nicht der Fall ist.

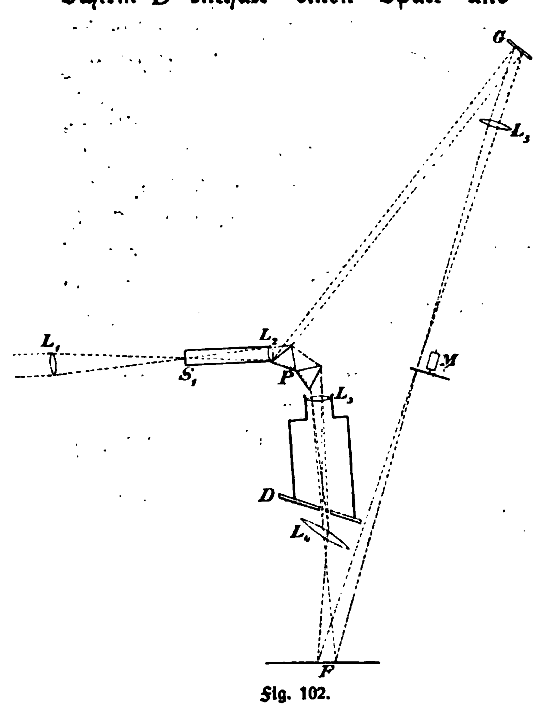


Fig. 102.

Als allgemeines Resultat aus den Vergleichungen der einzelnen Spektralteile unter einander findet man, daß das Maximum der physiologischen Helligkeit im Gelb liegt, bei sehr geringen absoluten Intensitäten aber immer mehr nach dem Grün sich verschiebt, alles unabhängig von der Lage des wahren Energiemaximums.

Die mit einem Prismenspektroskop erhaltenen Werte der physiologischen

Farbenhelligkeiten bedürfen nun noch einer Korrektion, die daher rührt, daß bei einem Prismenspektrum die Wellenlängen nicht proportional den linearen Distanzen laufen, sondern daß die letzteren im Rot am stärksten zusammengepreßt sind, im Violett dagegen am geringsten. Die roten Teile erscheinen daher relativ heller als die gelben, diese mehr als die grünen, usw.

In einem durch Gitter erzeugten Spektrum herrscht dagegen vollständige Proportionalität zwischen Wellenlängen und Distanzen; man nennt daher diese Spektra normale. Die Prismenspektra müssen also auf die normale Dispersion gebracht werden, was mit Hilfe der für jedes Prisma resp. Spektroskop bekannten Dispersionskurve oder Formel leicht ausgeführt werden kann. Nimmt man hierbei z. B. die Dispersion im Grün als mittlere an, so bewirken die anzubringenden Korrektionen, daß die Helligkeiten von Rot an abnehmend bis Grün kleiner werden, von Grün bis Violett dagegen zunehmend größer.

Eine Bestimmung der wahren physiologischen Helligkeits- oder Reizungskurve ist bisher nicht vorgenommen worden, wohl aber der Übereinanderlagerung derselben mit der Energiekurve der Petroleumflamme.

Auf sehr bequeme Art und Weise läßt sich diese kombinierte Kurve im Zöllnerschen Photometer ermitteln, und zwar mit Hilfe der Kolorimetervorrichtung. Man kann durch letztere das Bild des künstlichen Sterns färben und mit einem natürlichen oder künstlichen weißen Sterne vergleichen. Es ist hierbei allerdings zu beachten, daß die Polarisationsfarben keine reinen Spektralfarben, sondern Mischfarben sind, und daß tatsächlich merkliche Unterschiede in den Farbenkurven von Spektral- und von Polarisationsfarben bestehen. Gerade mit dem Zöllnerschen Photometer sind aber vielfach derartige Untersuchungen angestellt worden, deren Resultate die folgenden sind.

Diese modifizierten physiologischen Helligkeitskurven unterscheiden sich bei den einzelnen Beobachtern mit normalen Augen nicht stark voneinander, so daß man ganz gut Mittelwerte bilden kann. Bei Farbenblinden treten natürlich total andere Werte auf. Bezeichnet man die Maximalhelligkeit im Gelb mit 100 %, die Helligkeiten in den übrigen Farben in Prozenten hiervon, so ergeben sich im Mittel aus vielen Beobachtungen die folgenden Werte, bei denen als wahre Strahlungskurve diejenige der Petroleumflamme zugrunde liegt:

Farbe	Helligkeit
Rot	19 %
Orange	55 %
Gelb	100 %
Grün	38 %
Blau	13 %
Violett (Grau)	7 %

Zwölftes Kapitel.

Die Lichtextinktion.

Durch unseren Organismus sind wir im allgemeinen an die Erdoberfläche, d. h. an die tiefste Stelle unserer Atmosphäre gebunden, und nur in einzelnen Fällen können Beobachtungen in so bedeutenden Höhen angestellt werden, daß daselbst bereits ein sehr merklicher Teil der Atmosphäre ausgeschaltet ist, der Menge nach ausgedrückt bis zu etwa $^1/_3$. Die von den Gestirnen kommenden, von uns zu untersuchenden Lichtstrahlen müssen also unsere Atmosphäre passieren und erleiden auf diesem Wege Veränderungen, wesentlich Abschwächungen, welche die Resultate der Beobachtung modifizieren und daher ermittelt und in Rechnung gezogen werden müssen. In den extremen Wirkungen ist das jedem Menschen bekannt: Durch Wolken dringt selbst das intensive Licht der Sonne nicht mehr direkt hindurch, sondern gelangt nur in ganz vermindertem Maße als zerstreutes Licht zu uns. Aber auch bei der klarsten und reinsten Luft, wie man sie nur auf hohen Bergen antrifft, erleidet das Licht merkliche Abschwächungen in der Atmosphäre, die insbesondere bei photometrischen Beobachtungen berücksichtigt werden müssen. Den normalen Vorgang der Abschwächung nennt man „die Extinktion in der Atmosphäre".

Die Extinktion entsteht durch die vereinigte Wirkung von Absorption und von Reflexion; erstere in den Gasen, welche die Atmosphäre zusammensetzen, letztere an flüssigen und festen Partikeln, die in der Atmosphäre suspendiert sind, sowie an den Gasmolekülen selbst. Diejenigen Gase, welche in der Atmosphäre in stets konstanter Menge auftreten, sind Stickstoff 78%, Sauerstoff 21%, Argon nahe 1% und Kohlensäure $^1/_3$%. Dazu kommen noch die neu entdeckten Edelgase, welche aber nur in verschwindend geringer Menge auftreten. In stets wechselnder Menge sind in der Atmosphäre vorhanden: Wasserdampf, Ozon (in den höheren Schichten), Ammoniak und salpetrige Säure. Von diesen Gasen spielt der Wasserdampf die Hauptrolle, der in warmer Luft in ungeheurer Menge gelöst sein kann, während bei kaltem Wetter im Winter zuweilen nur ganz geringe Mengen vorhanden sind. Als suspendierte feste Stoffe kommen in Betracht: alle Arten von Staub, wie feinster Sand, Ruß, organische Stoffe und kondensierter Wasserdampf in Form von Schnee oder Eiskristallen, in kondensiert flüssigem Zustande als Wassertröpfchen.

Die Absorption in den Gasen ist eine zweifache: 1. die allgemeine Absorption, welche sich darin äußert, daß die ganze Strahlung oder wenigstens sehr große Gebiete derselben in gleichförmiger Weise und in meist nur geringer Stärke geschwächt werden; 2. die selektive Absorption, bei welcher nur ganz schmale Gebiete der Strahlung, diese aber meist sehr stark oder vollkommen, ausgelöscht werden. Während die erstere Art im Spektroskop kaum oder gar nicht wahrgenommen werden kann, treten bei der zweiten

Art mehr oder weniger kräftige dunkle Linien oder Bänder auf, die als atmosphärische Linien bezeichnet werden, und über die bei Gelegenheit der Beschreibung des Sonnenspektrums Ausführlicheres mitzuteilen sein wird. Hier sei nur erwähnt, daß die selektive Absorption nur vom Rot bis zum Grün auftritt; über Grün hinaus kommen isolierte atmosphärische Linien nicht mehr vor. Sauerstoff und Stickstoff absorbieren trotz ihrer überwiegenden Menge nur wenig, die hauptsächlichste Absorption wird durch den Wasserdampf verursacht; auch die Kohlensäure bewirkt im sichtbaren Spektrum keine merkliche Absorption. Im Ultraviolett nimmt die Absorption sehr stark zu, zuletzt fast plötzlich, so daß für Strahlen von der Wellenlänge 0,29 μ unsere Atmosphäre bereits gänzlich undurchlässig ist. Man vermutet, daß diese plötzliche Absorptionszunahme wesentlich durch Ozon bedingt ist, dessen Spektrum hier starke Absorptionsbänder besitzt. Die stärksten Absorptionen finden im Ultrarot statt, wo Wasserdampf und Kohlensäure Absorptionsbänder aufweisen, die von größerer Ausdehnung sind als unser ganzes sichtbares Spektrum.

Bei der Reflexion kommen zunächst die Gasmoleküle selbst in Betracht. Die Theorie lehrt, daß kleinste Partikel, von der Größe der Gasmoleküle, auf das hindurchgehende Licht eine Diffraktionswirkung (Moleculardiffraktion) ausüben, welche bewirkt, daß ein Teil des Lichts von der ursprünglichen Richtung abgelenkt und nach allen möglichen Richtungen hin zerstreut wird. Die Diffraktionswirkung ist für kleinere Wellenlängen stärker als für größere, d. h. sie nimmt von Rot nach Violett zu. Diese Zunahme nach den kleineren Wellen ist eine um so stärkere, je kleiner die Partikel sind; die Moleküle selbst wirken also in dieser Beziehung am stärksten, und es werden daher in unserer Atmosphäre die blauen und violetten Strahlen am meisten reflektiert; auf diese Weise entsteht die blaue Farbe des Himmels. Hiernach ist klar, daß das durchgehende Licht an blauen und violetten Strahlen ärmer ist, als das von außen an unsere Atmosphäre herankommende: Die Moleculardiffraktion wirkt wie eine nach dem Violett zunehmende allgemeine Absorption. Die größeren suspendierten Partikel, wie feinster Staub und die kleinsten Wassertröpfchen und Kristalle, wirken in ähnlicher Weise, nur werden die blauen und violetten Strahlen in viel geringerem Maße bevorzugt. Die hierbei entstehende zerstreute Reflexion ist daher nur wenig oder gar nicht mehr blau, sondern weiß; sie kommt zu der durch Moleculardiffraktion entstandenen hinzu und bewirkt die weißlich-blaue Färbung des Himmels, wie sie, im Gegensatz zu heißeren Ländern, in unseren Breiten, wo fast immer Wasserdampfkondensationen in der Luft vorhanden sind, vorherrscht.

Noch aus einem anderen Grunde findet Lichtzerstreuung in unserer Atmosphäre statt. Wir wissen, daß an jeder Grenzfläche zwischen zwei Medien von verschiedenen Brechungskoeffizienten Lichtreflexion eintritt. Derartige Grenzflächen bilden sich nun bei Sonnenschein in der Luft in Unzahl durch die von dem erhitzten Boden aufsteigenden wärmeren Luftströmungen,

deren Brechungskoeffizient um ein Geringes kleiner ist als derjenige der umgebenden kälteren Luft, in welche sie hineindringen. Wenn auch an jeder einzelnen Fläche der Betrag der Reflexion nur sehr klein ist, so addieren sich doch schließlich die Wirkungen von vielen Tausenden solcher Flächen. Bei heißem, trockenem Wetter, bei dem von wirklichem Dunst (Wassertröpfchen) gar keine Rede sein kann, äußert sich die Wirkung dieser Art von Reflexion in der weißlichen Färbung des Himmels und vor allem in einer starken Trübung der unteren Atmosphärenschichten, die jede weitere Aussicht verhindert.

Aus dem Gesagten ist bereits deutlich zu erkennen, daß die Ermittelung des Lichtverlustes in unserer Atmosphäre für die Gesamtstrahlung ein äußerst verwickeltes und schwieriges Problem darstellt, welches speziell bei der Aufgabe, die Strahlung der Sonne zu bestimmen, in Frage kommt. Bei der Extinktion, die sich ja nur auf die Lichtstrahlen bezieht, liegen die Verhältnisse etwas einfacher, da die Hauptabsorptionen außerhalb des sichtbaren Spektrums liegen; immerhin bieten sich einer ganz exakten Behandlung gegenüber große Schwierigkeiten, da das Verhältnis der Absorptionen in den verschiedenen Spektralbezirken nicht konstant bleibt, wenn sich die Dicke der durchlaufenen Luftschicht ändert. Diese Dicke ändert sich aber mit der Höhe der Gestirne. Im Zenit ist der Weg durch die Atmosphäre natürlich ein Minimum, am Horizont ein Maximum. Die Natur selbst lehrt auf das deutlichste die Veränderungen der Absorption in bezug auf Stärke und in bezug auf die Variation der Absorption. In der Nähe des Zenits ist die Sonne von unerträglicher Helligkeit, und ihr Glanz erscheint uns weiß, während man am Horizont häufig direkt in die Sonne hineinsehen kann; sie ist alsdann intensiv rot oder orange gefärbt, ein sicherer Beweis dafür, daß auf dem weiten Wege durch die Atmosphäre die violetten und blauen und grünen Strahlen viel stärker in Verlust geraten als die gelben und roten. Hieraus läßt sich sofort eine Nutzanwendung auf die Sterne ziehen. Wir wollen annehmen, wir beobachteten zwei nahe zusammenstehende Sterne, einen weißen und einen roten, die in großer Höhe über dem Horizonte gleich hell erscheinen. Der rote Stern besitzt schon von selbst fast gar keine blauen und violetten Strahlen; die stärkere Abschwächung derselben, wenn sich die Sterne nahe dem Horizonte befinden, macht also nicht viel aus, während beim weißen Sterne mit seinen vielen blauen und violetten Strahlen dadurch viel Licht verloren geht; der Erfolg ist der, daß in der Nähe des Horizonts der rote Stern nunmehr heller erscheinen wird als der weiße.

Die genaue Berechnung der Weglängen in der Atmosphäre bei verschiedenen Höhen über dem Horizont bietet beträchtliche Schwierigkeiten, da ja die Dichtigkeit der Luft mit der Höhe über dem Boden nach einem bisher noch unbekannten Gesetze abnimmt. Man kann aber leicht genäherte Werte ermitteln, wenn man sich die Atmosphäre durch eine homogene Atmosphäre ersetzt denkt, d. h. durch eine solche, welche überall, also von unten bis zu ihrer oberen Grenze, die gleiche Dichtigkeit vom Barometer-

druck 760ᵐᵐ besitzt, demselben normalen Barometerstande, wie er bei unserer wirklichen Atmosphäre in der Höhe der Meeresoberfläche herrscht. Diese homogene Atmosphäre würde eine Höhe von rund 8ᵏᵐ haben.

Das folgende Täfelchen zeigt, wie der Weg durch diese homogene Atmosphäre mit der abnehmenden Höhe eines Gestirns über dem Horizont zunimmt.

Höhe	Weglänge
90°	8,0ᵏᵐ
80	8,2
70	8,5
60	9,3
50	10,5
40	12,5
30	16,0
20	23,4
10°	46,6

Die Zunahme ist zuerst sehr langsam, in der Nähe des Horizonts aber sehr schnell; bei 10° Höhe ist der Weg schon ungefähr 6mal so lang als im Zenit, und man kann sich daher leicht eine Vorstellung von dem Einflusse dieses Weges auf die Absorption machen.

Die Ermittelung der Extinktion für verschiedene Höhen geschieht nun dadurch, daß man die Helligkeit eines Gestirns in den verschiedenen Höhen, möglichst vom Zenit bis zum Horizont, zu wiederholten Malen mißt. Da aber die Extinktion von den atmosphärischen Bedingungen abhängt und mit letzteren variiert, so werden die Beobachtungen der verschiedenen Abende nicht genau untereinander stimmen. Setzt man sie zu Mitteln zusammen, so erhält man mittlere Werte, die einem mittleren atmosphärischen Zustande entsprechen, deren spätere Anwendung demnach für den einzelnen Abend zu nicht ganz richtigen Resultaten führt, wohl aber bei längeren Beobachtungsreihen schließlich den besten Wert ergibt. Man stellt also die Extinktionsmessungen zu einer für den betreffenden Ort gültigen mittleren Extinktionstabelle zusammen, die dann auch für andere Beobachtungsorte, die ähnliche klimatische Verhältnisse besitzen, und deren Höhe über der Meeresoberfläche ungefähr übereinstimmt, gültig ist. Als Beispiel möge die von Müller berechnete Extinktionstabelle für Potsdam auszugsweise gegeben werden, zusammengestellt mit den entsprechenden Extinktionswerten, die auf dem Säntis (Meereshöhe 2500ᵐ) erhalten worden sind (siehe folgende Seite). Man sieht sofort, daß auf letzterem die Extinktion beträchtlich geringer ist; es fehlt eben hier bereits über $\frac{1}{4}$ der Atmosphäre, und zwar sind dies gerade die unreinen, tiefsten Schichten.

In der Nähe des Zenits ist die Zunahme der Extinktion ganz unmerklich, und erst bei 30° Abstand (60° Höhe) beginnt sie wahrnehmbar zu werden. In der Nähe des Horizonts ändert sie sich sehr schnell und nimmt beträchtliche Werte, bis zu drei Größenklassen und darüber, an. Je größer die Werte selbst sind, um so größer ist auch ihre Unsicherheit, und es ergibt sich also hieraus eine Hauptregel für die Astrophotometrie: Die Beobachtungen in möglichst großen Höhen über dem Horizont anzustellen, soweit das nach der Stellung des zu beobachtenden Gestirns möglich ist.

Wie groß die Extinktion im Zenit selbst ist, geht aus der nebenstehenden Tabelle, die ja nur die Zunahme der Extinktion vom Zenit an angibt, nicht hervor; man kann sie aus den Extinktionsbeobachtungen aber berechnen. Dieser Lichtverlust, dessen Ergänzung zu 1 man den Transmissionskoeffizienten nennt, beträgt im Mittel 0,16; d. h. von einem im Zenit stehenden Gestirne gehen infolge der Extinktion bereits 16% Licht oder 0,2 Größenklassen verloren. Der Transmissionskoeffizient ist also 0,84.

Extinktionstabelle für Potsdam und Säntis.

Höhe über Horizont	Extinktion in Größenklassen Potsdam	Säntis
90°	0,00	0,00
80	0,00	0,00
70	0,01	0,01
60	0,03	0,02
50	0,06	0,04
40	0,12	0,08
30	0,23	0,14
25	0,32	0,19
20	0,45	0,26
15	0,65	0,39
10	0,98	0,63
5	1,72	1,26
2	3,10	2,34

Wir haben bereits erwähnt, daß die Extinktion für die Strahlen der kleineren Wellenlängen stärker ist, als für die größeren. Das muß sich natürlich auch in den betreffenden Transmissionskoeffizienten äußern; nach Müller ergeben sich dieselben für die nebenstehenden Wellenlängen aus dem folgenden Täfelchen:

Wellenlänge	Farbe	Transmissionskoeffizient
0,66 μ	Rot	0,87
0,62	Orange	0,85
0,58	Gelb	0,83
0,54	Grün	0,81
0,50	Grün	0,78
0,46	Blau	0,74
0,42	Violett	0,66

Es ist hieraus zu entnehmen, daß einem Lichtverlust von 13% im Rot ein solcher von 34% im Violett gegenübersteht. Im wesentlichen wird die Ursache dieser starken Vermehrung der bereits erwähnten Molekulardiffraktion zuzuschreiben sein. Die verhältnismäßig sehr scharfe Grenze der atmosphärischen Durchsichtigkeit im Violett bei der Wellenlänge 0,297 μ bedingt, daß Strahlen jenseits dieser Wellenlänge von Himmelskörpern nicht mehr zu uns gelangen können. Ein kleiner Gewinn läßt sich noch erzielen durch Wahl eines hochgelegenen Beobachtungsortes, aber nur ein sehr minimaler; denn eine Erhebung um 660 Meter verschiebt die Grenze nur um 0,001 μ nach Violett.

Für noch weiter nach Violett gelegene Wellenlängen wird schließlich die Luft sogar in ganz dünnen Schichten schon undurchsichtig. Eine Luftschicht von 10 Meter Dicke läßt noch Strahlen bis zur Wellenlänge 0,212 μ durch, und 10 Zentimeter absorbieren bereits alles bei der Wellenlänge 0,157 μ. Es sei hierbei daran erinnert, daß z. B. Glas schon sehr viel früher undurchsichtig wird. Bei Untersuchungen, die mit ultraviolettem Lichte gemacht werden müssen, darf Glas nicht mehr verwendet werden; hier sind nur noch Medien wie Bergkristall und Flußspat zu brauchen, wenn man sich nicht überhaupt nur noch der Metallreflexion bedienen will.

Vierter Abschnitt.

Die Messung der strahlenden Wärme der Sonne.

Von den drei Arten der Übertragungsmöglichkeit der Wärme von einem Körper auf den anderen kommt in der Astrophysik nur eine einzige in Frage: die Strahlung. Konvektion und Leitung bleiben bei der großen Entfernung der Himmelskörper außer Betracht. In bestimmt definierbarer Weise läßt sich die Temperatur eines Körpers aus der Strahlung aber nur ermitteln, wenn der Körper ein schwarzer ist, da nur dann die Strahlungsgesetze resp. ihre numerischen Konstanten bekannt sind. Es muß daher die Aufgabe der Temperaturbestimmung bei Himmelskörpern aus der Strahlung zunächst unter der beschränkenden Annahme der schwarzen Strahlung gestellt werden; die hierbei zu ermittelnde Temperatur nennt man die effektive Temperatur, und es soll daher im folgenden stets diese Temperatur verstanden sein, auch wenn der Kürze halber das Wort „effektiv" fortgelassen ist. An die weitere Aufgabe, die wahre Temperatur zu ermitteln, kann erst gegangen werden, wenn die Konstitution des betreffenden Himmelskörpers genau bekannt ist. Mit vollständiger Sicherheit ist diese letztere Aufgabe noch bei keinem Himmelskörper zu lösen.

Die Kirchhoffsche Funktion oder Plancksche Gleichung (Seite 133) gibt zwischen der gemessenen Strahlungsenergie von bestimmter Wellenlänge und der entsprechenden Temperatur des schwarzen Körpers eine eindeutige Beziehung, so daß also aus dieser gemessenen Energie unmittelbar die effektive Temperatur gefunden werden kann. Für bestimmte Fälle gestaltet sich, wie a. a. O. bereits genauer klargelegt, diese Beziehung außerordentlich einfach: Mißt man die Energie der Gesamtstrahlung, d. h. die Summe der Strahlungen aller Wellenlängen — und das geschieht in sehr genäherter Weise, wenn man die Strahlung durch eine berußte Fläche auffängt —, so tritt als erster Spezialfall der Kirchhoffschen Funktion das Stefansche Strahlungsgesetz in Wirksamkeit, nach welchem die Strahlungsenergie mit der vierten Potenz der absoluten Temperatur fortschreitet. Sondert man diejenige Wellenlänge aus, bei welcher das Maximum der Strahlung stattfindet, und mißt dieses Maximum, so findet als zweiter Spezialfall das einfache Gesetz Anwendung, daß diese Maximalstrahlungsenergie mit der fünften Potenz der absoluten Temperatur fortschreitet. Man braucht übrigens diese Maximalenergie gar nicht ihrem absoluten Betrage nach zu messen, sondern es genügt die Feststellung, bei

welcher Wellenlänge die Maximalenergie auftritt; das Wiensche Verschiebungsgesetz liefert dann als dritten Spezialfall die absolute Temperatur aus der Kenntnis der Wellenlänge des Strahlungsmaximums. Schließlich kann man die Strahlung in einem Spektroskop nach den Wellenlängen zerlegen und die Strahlungsenergien für alle oder für einzelne Wellenlängen messen und alsdann unter Berechnung der Kirchhoffschen Funktion die Temperatur ermitteln.

Die Strahlungsenergie, welche von den Himmelskörpern uns zugesendet wird, ist im allgemeinen eine außerordentlich geringe, so daß man kaum über ihre Konstatierung hinausgekommen ist. Nur die Sonne macht hierin eine gewaltige Ausnahme; ihre Strahlung ist so intensiv, daß wir ihre unmittelbaren Wirkungen in der Natur und an uns selbst sehr deutlich verspüren, und es sind daher sehr zahlreiche Versuche gemacht worden, ihre Strahlung zu messen und daraus die effektive Temperatur der Sonne zu ermitteln. Es darf deshalb nicht wundernehmen, daß es verhältnismäßig früh gelungen ist, mit Hilfe besonders konstruierter Apparate die Sonnenstrahlung schon ziemlich genau zu messen; um so mehr aber dürfte es überraschend erscheinen, daß die resultierenden Werte der Sonnentemperatur in so enormer Weise von einander abweichen — sie schwanken zwischen 1500° und 10000000°! —, daß das Problem der Temperaturbestimmung der Sonne bei den Physikern und Astronomen förmlich in Verruf geriet. Die Ursache hierfür läßt sich leicht erkennen. Die Bestimmung der Sonnentemperatur ist ein sogenanntes Extrapolationsproblem, und welche Unsicherheiten einem solchen Problem anhaften können, möge zunächst klargestellt werden.

Bevor die modernen Strahlungsgesetze bekannt waren — bis zum Jahre 1890 etwa — konnte der Zusammenhang zwischen Strahlung und

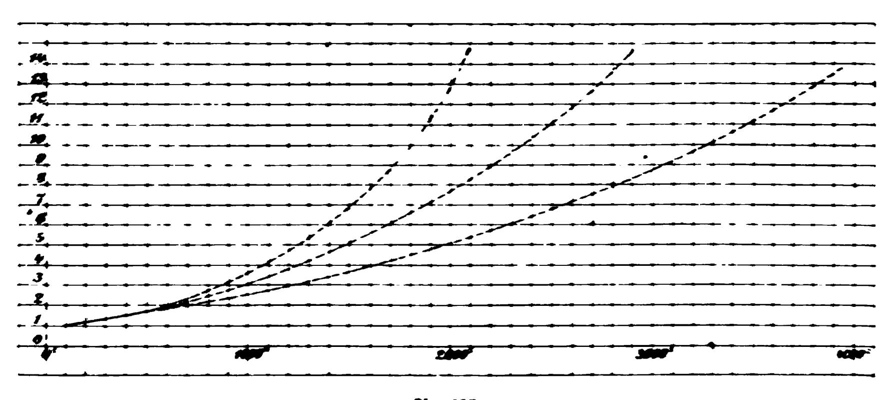


Fig. 103.

Temperatur des strahlenden Körpers nur durch Experimente im Laboratorium festgestellt werden, und auch das nur in recht unsicherer Weise, da

der künstliche schwarze Körper noch nicht erfunden war. Die Maximaltemperaturen, deren man sich bedienen konnte, überstiegen nicht 300° bis 400° Celsius. Aus dem Gesetze, das man in dem kleinen Temperaturintervall von vielleicht 100° bis 400° gefunden hatte, mußte nun auf Temperaturen geschlossen werden, die zweifellos mehrere Tausend Grad betragen. Welche Unsicherheit aber bei einer solchen Extrapolation obwaltet, lehrt die Fig. 103.

In dieser Figur sind in der horizontalen Richtung die Temperaturgrade von 0° bis 4000° gegeben, in der dazu senkrechten Richtung die Strahlungsintensitäten. Das ausgezogene Stück der Kurve stellt den Gang der Strahlung dar innerhalb der Temperatur von 100° bis 400°, wie er durch die Experimente gefunden ist. Um nun die entsprechenden Temperaturen bei sehr viel stärkeren Strahlungen zu finden, muß die Kurve verlängert werden, und zwar um mehr als das 20fache ihres bekannten Weges nach der Figur (in Wirklichkeit um etwa das 10000fache). Daß dies aber mindestens innerhalb der punktierten Fortsetzungen unsicher ist, also im Resultate innerhalb 2000° bis 4000°, liegt auf der Hand. Erst wenn man das wahre Gesetz der Kurve kennt, ist auch die Extrapolation nicht mehr schwierig auszuführen, und in dieser glücklichen Lage befinden wir uns jetzt, nachdem die Kirchhoffsche Funktion gefunden ist.

Die Aufgabe der Temperaturbestimmung der Sonne zerfällt nun in zwei Teile, in einen rein praktischen: die Messung der Strahlungsenergie an der Oberfläche der Erde, und in einen wesentlich theoretischen: die Berechnung der Strahlungsenergie außerhalb der Atmosphäre oder der sogenannten Solarkonstante aus dem im ersten Teile gefundenen Resultat.

Dreizehntes Kapitel.

Die Strahlungsmessung.

Diejenigen Apparate, welche speziell zur Messung der gesamten Strahlungsenergie der Sonne bestimmt sind, nennt man Aktinometer oder Pyrheliometer, und zum Verständnis dieser Instrumente ist es erforderlich, streng zwischen Temperaturmessung und Energiemessung zu unterscheiden, was am einfachsten am Beispiele des gewöhnlichen Quecksilberthermometers geschieht. Wenn ein Thermometer längere Zeit im Schatten gehangen hat, so hat es annähernd die Temperatur der Luft angenommen; setzt man es nun plötzlich der Sonnenbestrahlung aus, so beginnt es zu steigen, um nach einiger Zeit bei einer merklich höheren Ablesung zu verbleiben. Es ist hierdurch bewiesen, daß dem Quecksilber des Thermometers durch die Sonnenstrahlung Energie zugeführt worden ist, welche sich in Wärme umgesetzt und die Temperatur

des Quecksilbers erhöht hat. Das Steigen der Temperatur hört auf, wenn die Zufuhr von Energie durch die Sonnenstrahlung gleich dem Verluste an Energie durch eigene Strahlung des Thermometers nach außen hin, durch Ableitung der Wärme und durch Konvektion, geworden ist. Das ungemein blanke Quecksilber ist aber wenig geeignet, Strahlung in Wärme umzusetzen, da es den bei weitem größten Teil der Strahlung reflektiert; eine fast vollständige Aufnahme oder Absorption der Strahlung wird aber stattfinden, wenn die Thermometerkugel vorher mit Ruß überzogen war. In der Tat steigt die Temperatur eines berußten Thermometers in der Sonnenstrahlung sehr viel mehr als die eines blanken, und ein Temperaturunterschied bis zu 30° C kann leicht beobachtet werden. Während also das Thermometer geeignet ist, einen durch die Strahlung bedingten Temperaturunterschied zu messen, z. B. auch meßbar angibt, daß bei tiefstehender Sonne der Unterschied kleiner als bei hochstehender ist, läßt sich mit diesem Temperaturunterschied zur Lösung unserer Aufgabe zunächst gar nichts anfangen. Wir wollen messen, wieviel Energie die Strahlung mit sich führt, oder präziser ausgedrückt, wieviel Energie in der Zeiteinheit (eine Minute) auf die Flächeneinheit (ein Quadratzentimeter) eingestrahlt wird.

Wie wir bereits kennen gelernt haben (Seite 133), ist die Maßeinheit der Energie die Grammkalorie, d. h. der Energiebetrag, welcher, in Wärme umgesetzt, die Temperatur eines Kubikzentimeters (Gramm) Wasser von 0° C auf 1° C erhöht. Nun ist bekanntlich die Temperaturerhöhung durch die gleiche zugeführte Wärmemenge bei den verschiedenen Substanzen eine verschiedene, die man, bezogen auf das Wasser als Einheit, als spezifische Wärme bezeichnet. Hiernach und nach der Fläche, welche die berußte Thermometerkugel der Bestrahlung bietet, kann man nunmehr berechnen, welche Temperaturerhöhung stattgefunden haben würde, wenn statt der Quecksilberkugel ein berußter Wasserwürfel von einem Gramm Gewicht mit einer Seitenfläche von einem Quadratzentimeter der Bestrahlung ausgesetzt worden wäre. — Es sei hier eingeschaltet, daß man in praxi diese Rechnung nicht in der angegebenen Weise ausführen wird, sondern daß man den „Wasserwert" der Thermometerkugel im Laboratorium experimentell bestimmen wird. — Nach Bestimmung des Wasserwertes ist nunmehr das Thermometer zu einem Aktinometer geworden, allerdings zu einem nur sehr unvollkommenen, welches aber doch zur Messung der Energie geeignet ist.

Wir wollen nun zu einer kurzen Beschreibung der hauptsächlichsten bisher verwendeten Aktinometer übergehen und bei dieser Gelegenheit auch die vielfachen praktischen Schwierigkeiten bei den Strahlungsmessungen kennen lernen.

Das erste Aktinometer ist 1838 von Pouillet konstruiert worden. Ein flaches zylindrisches Gefäß aus dünnem Silberblech, welches etwa 100 Gramm Wasser enthielt, wurde auf der vorderen, flachen Seite berußt, und diese Fläche wurde senkrecht zur Sonnenstrahlung gestellt. Die Erwärmung des Wassers wurde durch ein in dasselbe hineinreichendes Thermometer gemessen

und der Wasserwert des ganzen Gefäßes experimentell bestimmt. Um eine gleichförmige Mischung des nur an der vorderen Seite erwärmten Wassers zu bewerkstelligen, wurde das Gefäß beständig gedreht. An diesem Instrument kann man nun leicht Fehlerursachen erkennen, die z. T. auch für andere Aktinometer gültig sind. 1. Die Drehung parallel zur vorderen glatten Fläche des Gefäßes bringt eine vollständige Vermischung des Wassers schwerlich zustande, so daß die Temperatur des Wassers keine gleichförmige sein wird. 2. Das Gefäß strahlt nach der ganzen Umgebung aus und wird von ihr bestrahlt, insbesondere vom Himmel. Ein Schutz hiergegen durch eine Hülle ist unter Umständen noch gefährlicher, wenn nämlich diese Hülle nicht von ganz konstanter Temperatur ist. 3. Jeder leichte Wind bringt Temperaturveränderungen des Gefäßes hervor; bei stärkerem Winde ist ein Beobachten mit dem Apparat überhaupt nicht möglich.

Das Pouilletsche Pyrheliometer hat lange Zeit hindurch als Vorbild für ähnliche Apparate gedient, jedoch mit mancherlei Veränderungen. So haben z. B. Crova und Langley statt des Wassers Quecksilber verwendet, ohne indessen damit bessere Resultate erzielt zu haben.

Eine wesentlich andere Konstruktion hat Violle benutzt. Als zu bestrahlendes Objekt diente eine berußte Thermometerkugel, welche sich im Zentrum einer größeren doppelwandigen Hohlkugel befand, die durch fließendes Wasser auf konstanter Temperatur gehalten wurde. Die Bestrahlung der Thermometerkugel erfolgte durch eine kleine Öffnung in der Hohlkugel. Violle hat somit unbewußterweise bereits die strahlende Fläche in einen absolut schwarzen Körper eingeschlossen. Ein besonderer Nachteil seiner Methode liegt aber in der Benutzung des Thermometers, da es sehr schwierig ist, den Wasserwert der kleinen Thermometerkugel mit genügender Sicherheit zu bestimmen; aber als Vorzug ist zu erwähnen, daß es Violle durch seine Einrichtung gelang, sowohl den Einfluß der äußeren Strahlungen als auch denjenigen des Windes unschädlich zu machen.

Einen weiteren Fortschritt erzielte Ångström mit seinem ersten Pyrheliometer. Dasselbe besteht im wesentlichen aus zwei gleichen Kupferscheiben, deren Vorderseiten geschwärzt sind. In die Mitten der Hinterflächen ist die Lötstelle je einer Thermosäule so eingeschraubt, daß sich die Säulen im geometrischen Zentrum der Scheiben befinden. Die Platten werden abwechselnd bestrahlt und beschattet, und die Temperaturdifferenz wird mit Hilfe der Thermosäulen und eines feinen Galvanometers gemessen. Ein Vorzug dieses Apparats besteht darin, daß die Temperaturdifferenz beider Scheiben in Frage kommt und nicht nur die Temperatur einer einzelnen Fläche. Ein Teil der Störungen durch Strahlung und Wind ist hierbei eliminiert.

Kurz erwähnt seien noch folgende Versuche.

Ericsson verwendete wie Violle eine von Wasser konstanter Temperatur durchflossene Hülle; als bestrahlten Körper benutzte er sowohl eine Thermometerkugel als auch ein mit Wasser gefülltes Gefäß. Unter Benutzung

von Brennspiegeln und -Linsen konnte er das Wasser zum Sieden bringen und damit eine kleine Dampfmaschine in Bewegung setzen.

Ähnlich verfuhren Secchi, Soret und Stewart, während Roentgen und Exner ein Eiskalorimeter verwendeten, dessen eine Seite bestrahlt wurde.

Ein gänzlich anderes Prinzip wurde von Hirn und Ångström verwendet, welche Schwefelkohlenstoff resp. Äther in der Sonnenstrahlung verdampfen ließen, nachdem sie vorher ermittelt hatten, wieviel Wärme zur Verdampfung eines gewissen Quantums dieser Flüssigkeiten erforderlich war.

Vor einigen Jahren ist nun von K. Ångström ein Instrument — Elektrisches Kompensationspyrheliometer — konstruiert worden, bei welchem nahezu alle störenden Faktoren in Wegfall kommen, und welches Resultate von ganz besonderer Genauigkeit gibt. Dasselbe ist heute fast allein im Gebrauch und soll daher etwas ausführlicher als die nur noch historisches Interesse besitzenden vorhererwähnten Apparate beschrieben werden. Zwei gleiche schmale Streifen aus Manganin — weshalb diese Legierung verwendet wird, soll gleich klargestellt werden — von sehr geringer Dicke, wenige Tausendstel eines Millimeters, sind auf der vorderen Seite berußt und werden abwechselnd der Sonnenstrahlung ausgesetzt. An ihren Enden sind sie an Leitungsdrähten befestigt, so daß ein elektrischer Strom durch sie hindurch geschickt werden kann. Ihre Rückseite ist mit einem sehr feinen Überzug von Guttapercha versehen, vermittels dessen sie auf zwei entsprechenden Streifen von feinem Kupferblech aufgekittet sind, und zwar elektrisch isoliert, so daß ein die Manganinstreifen durchfließender Strom nicht in die Kupferstreifen gelangen kann. Auf der Rückseite der letzteren ist in der Mitte je eine aus dünnen Drähten von Kupfer und Rheotan bestehende Thermosäule angelötet, die gegeneinander geschaltet sind, und in deren Stromkreis sich ein Galvanometer befindet. Die von den beiden Thermosäulen ausgehenden Ströme sind also einander entgegengerichtet und heben sich auf, wenn sie gleich stark sind, d. h. wenn die Temperatur der beiden Kupferstreifen genau dieselbe ist; die Galvanometerablesung ist alsdann Null. Ist aber der eine Streifen wärmer als der andere, so überwiegt dessen Thermostrom, und das Galvanometer schlägt nach der betreffenden Seite aus.

Es soll nun der Manganinstreifen I der Bestrahlung durch die Sonne ausgesetzt werden, während Streifen II beschattet bleibt. Die Temperatur von I steigt also und ebenso durch Leitung diejenige des untergelegten Kupferstreifens und der Thermosäule. Die Temperatur steigt so lange, bis zwischen der Bestrahlung und der Ableitung der Wärme aus den Streifen Gleichgewicht herrscht, was wegen der äußerst geringen Massen dieser Teile in sehr kurzer Zeit (20 bis 30 Sekunden) erfolgt. Die Galvanometernadel zeigt dann eine starke Ablenkung durch den überwiegenden Thermostrom von I. Schickt man nun durch den Manganinstreifen II, der beschattet bleibt, einen elektrischen Strom hindurch, so wird der Streifen durch denselben erwärmt und teilt durch Leitung die Wärme dem Kupferstreifen und der

Thermosäule II mit, so daß auch diese Säule einen stärkeren, entgegengesetzt gerichteten Strom gibt, der den von I schwächt, so daß also der Galvanometerausschlag geringer wird. Durch allmähliche Verstärkung des Stromes steigt die Temperatur von II immer mehr, der Galvanometerausschlag wird immer geringer, und man steigert den Strom so lange, bis die Nadel wieder auf Null zeigt: dann sind die beiden Thermoströme einander gleich, folglich auch die Temperaturen der beiden Streifen. Mißt man in diesem Augenblicke die Stromstärke des durch den Manganinstreifen II hindurchgeschickten Stromes vermittels eines Milliampèremeters, so kann man hieraus die Energiemenge berechnen, welche dem Streifen II in Form von elektrischem Strom zugeführt worden ist; diese Energiemenge muß aber gleich derjenigen sein, welche dem Streifen I durch die Sonnenstrahlung zugeführt wurde. Da es nicht gelingt, die beiden Streifen usw. ganz genau einander gleich zu machen, so ist das nicht in aller Strenge richtig; man kehrt daher sofort den Prozeß um, indem man nunmehr II bestrahlt und I elektrisch heizt; in dem Mittel der beiden Resultate sind dann die Ungleichheiten eliminiert.

Da der Widerstand eines elektrischen Leiters, also der Streifen, mit der Temperatur variiert und damit auch die Stromstärke, die zum Hervorbringen einer bestimmten Temperatur erforderlich ist, so müßte man die jedesmalige absolute Temperatur der Streifen kennen und in Rechnung ziehen. Um diese Umständlichkeit zu vermeiden, verwendet man Manganin, dessen Widerstand fast ganz konstant ist.

Der Hauptvorzug des Ångströmschen Apparats beruht darauf, daß sowohl der bestrahlte als auch der beschattete Streifen im Moment der Messung genau die gleiche Temperatur haben, daß also alle von außen kommenden Strahlungen beide Streifen im gleichen Maße beeinflussen und daher in das Resultat nicht eingehen.

Einige kleine Verbesserungen des Apparats sind noch von Scheiner angebracht worden. Die Streifen wurden in einen Hohlraum aus außen blankem Silber mit nur sehr kleiner Öffnung eingeschlossen, so daß sie sich in einem schwarzen Körper befinden und besonders gegen Wind gut geschützt sind. Ferner wurde das Pyrheliometer parallaktisch montiert und mit Uhrwerk versehen, so daß es längere Zeit ohne Aufsicht oder Kontrolle dem Gange der Sonne genau folgt.

Die Fig. 104 zeigt das Ångströmsche Pyrheliometer in der ihm von Scheiner gegebenen äußeren Gestalt. Die zahlreichen elektrischen Zuleitungsdrähte sind in der Figur fortgelassen, um das Bild nicht zu verwirren. Die nicht sichtbaren Teile des eigentlichen Ångströmschen Pyrheliometers, die Streifen und Thermosäulen, befinden sich im Innern der Kugel.

Um Energiemessungen an bestimmten, engbegrenzten Spektralgebieten auszuführen, müssen die letzteren in irgend einer Weise isoliert werden. Ein wenig empfehlenswertes Mittel hierzu bieten die gefärbten Gläser oder

Flüssigkeiten, wenig empfehlenswert, weil es keine scharfen Grenzen für die durchgelassene Strahlung gibt. Diese Grenzen werden vielmehr immer weiter auseinandergerückt, je mehr die Strahlungsintensität zunimmt. Le Chatelier hat diese Methode mit Hilfe von roten Gläsern benutzt.

Ein an sich einwandfreies und exaktes Verfahren zur Untersuchung bestimmter Wellenlängengebiete ist durch die spektroskopische Zerlegung ge-



Fig. 104.

geben, doch treten auch hier besondere praktische Schwierigkeiten ein. Die spektroskopische Zerlegung durch Glasprismen ist gänzlich ausgeschlossen, da Glas im Ultrarot außerordentlich stark absorbiert und fast ganz undurchsichtig wird. Die Linsen und Prismen müssen daher aus Quarz oder besser Flußspat hergestellt werden. Am wenigsten absorbierend wirkt zwar Steinsalz, doch ist es sehr schwierig, aus diesem weichen und hygroskopischen Material gute Flächen herzustellen und vor allem, sie zu bewahren. Empfehlens-

werter ist aus diesen Gesichtspunkten die Verwendung der Metallreflexion, also der Metallgitter an Stelle der Prismen behufs Zerlegung des Lichts. Hierbei aber tritt der große Lichtverlust störend hinzu, der sich bei Gittern wohl kaum berechnen läßt. Überhaupt ist die Untersuchung der Strahlung für die einzelnen Wellenlängen an die Benutzung von Reflexionen oder Brechungen unabänderlich geknüpft, und wenn es sich um die Ermittelung des absoluten Wertes der Sonnenstrahlung handelt, so führt man sehr bedenkliche Umwege in das Problem ein; man soll daher zu diesem Zwecke lieber nur die Gesamtstrahlung benutzen, die man, wie wir oben gesehen haben, unmittelbar auf die zu bestrahlenden Flächen einwirken lassen kann. Die Energiemessung der Sonnenstrahlung für die verschiedenen Wellenlängen ist aber an sich ein interessantes und wichtiges Problem, insbesondere da es erkennen lehrt, wie sich die Absorptionen unserer Atmosphäre verhalten.

Während die direkte Sonnenstrahlung so stark ist, daß an und für sich ihre exakte Messung keine Schwierigkeit bietet, wird dagegen die Strahlung, die durch den schmalen Spalt des Spektroskops hindurchgelangt, in das lange Spektralband zerlegt und daher durchschnittlich im Verhältnis der Spaltbreite zur Länge des Spektrums, letzteres etwa von 0,3 bis 10 μ gerechnet, abgeschwächt. Zur Erkennung der Wärmewirkung, besonders aber zu ihrer Messung, bedarf es daher äußerst empfindlicher thermometrischer Apparate. Selbst die empfindlichste Thermosäule reicht hier meist nicht mehr aus, und es muß das noch empfindlichere bolometrische Prinzip benutzt werden, dessen Grundzüge bereits dargelegt sind. Bei der Erklärung des Ångströmschen Pyrheliometers ist schon darauf hingewiesen worden, daß der Widerstand der Metalle gegen den elektrischen Strom mit ihrer Temperatur variiert, und es war daher eine Metallegierung, Manganin, verwendet worden, bei welcher diese Änderung sehr gering ist. Umgekehrt benutzt man beim Bolometer Metalle, deren Widerstand sich gerade stark mit der Temperatur ändert, z. B. Platin, da man im Bolometer diese Widerstandsänderung zur Temperaturmessung verwendet. (Siehe Seite 132.)

Führt man den Bolometerstreifen an eine Stelle des Spektrums, wo sich ein Absorptionsband befindet, wo also keine Strahlung herrscht, so wird diese Stelle im Galvanometer durch einen starken Ausschlag der Nadel nach der „kalten" Seite hin bemerkbar. Langley hat sich mit dem Problem der bolometrischen Energiemessung des Sonnenspektrums jahrzehntelang beschäftigt und hat Bolometer hergestellt, welche noch eine Temperaturänderung von dem millionsten Teile eines Zentigrades angeben. Gleichzeitig hat er aber auch seinen Apparat registrierend eingerichtet, so daß sich die Energiekurve des Sonnenspektrums automatisch in allen ihren Einzelheiten aufzeichnet. Er hat dies folgendermaßen bewerkstelligt.

Auf dem Tische eines großen Spektrometers befindet sich ein Steinsalzprisma; dieser Tisch wird durch ein Uhrwerk langsam in gleichförmiger Weise gedreht (eine Bogenminute in einer Zeitminute). Auf den Spalt des

Spektrometers wird vermittels eines Heliostaten Sonnenlicht gewo.fen. Das entstehende Spektrum bewegt sich langsam über den feststehenden Bolometerstreifen hinweg, der 0,05^{mm} breit und 0,001^{mm} dick ist. Die allmähliche Zu- oder Abnahme der Strahlungsintensität in den verschiedenen Teilen des Spektrums bewirkt in einem äußerst empfindlichen Galvanometer eine allmähliche Drehung des mit der Galvanometernadel verbundenen Spiegels. Passiert eine dunkle Spektrallinie den Bolometerstreifen, so vollführt der Spiegel eine plötzliche Drehung nach der „kalten Seite" hin. Man läßt nun ein dünnes Lichtbündel auf den Spiegel fallen, welches nach der Reflexion an letzterem einen hellen Punkt auf einem Schirm erzeugt, und dieser helle Punkt wird sich genau den Drehungen des Spiegels entsprechend auf diesem Schirme bewegen, und zwar in horizontaler Richtung hin und her; der Punkt zeigt also den Strahlungsverlauf in allen seinen Einzelheiten an. Es ist nun sehr einfach, diesen Verlauf automatisch zu registrieren. An Stelle des Schirms bringt man eine mit lichtempfindlichem Papier bekleidete und durch das schon erwähnte Uhrwerk in langsame Umdrehung versetzte Walze an; der Lichtpunkt wird auf dem Papier alsdann seine Spur hinterlassen. Befände sich der Spiegel in Ruhe, so würde keine seitliche Bewegung des Lichtpunktes stattfinden, man erhielte auf dem Papiere einen geraden Strich parallel zum Papierstreifen. Bewegt sich aber der Lichtpunkt durch Drehung des Spiegels seitlich, so entsteht aus der kombinierten Bewegung von Lichtpunkt und Papier eine schräge Linie: Man erhält so auf dem Papiere die Strahlungskurve, in welcher die scharfen Einknickungen Spektrallinien bedeuten, während ihr allgemeiner Verlauf den Energieverlauf der Strahlung der Sonne zeigt. (Siehe S. 252.)

Vermittels der beschriebenen Instrumente, insbesondere unter Benutzung des Ångströmschen Pyrheliometers und des Langleyschen Spektrobolometers, sind wir nun in die Lage versetzt, zu jeder Zeit und an jedem Orte — sofern klares Wetter vorhanden ist — sowohl die Gesamtstrahlung der Sonne ihrem absoluten Betrage nach, als auch die Energiekurve ihrer Strahlung relativ zu den Wellenlängen mit großer Genauigkeit zu ermitteln, und es schließt sich nun hieran die weitere Aufgabe, aus diesen momentanen Werten, die durch den Durchgang der Strahlung durch unsere Atmosphäre in starker Weise modifiziert sind, den Strahlungswert außerhalb der Atmosphäre, die Solarkonstante, zu ermitteln, eine Aufgabe von ganz besonderer Schwierigkeit, wie wir gleich sehen werden.

Die Ermittelung der Solarkonstante und der effektiven Sonnentemperatur. Die Ermittelung der Solarkonstante aus den direkten Messungen der Gesamtenergie der Sonnenstrahlung, oder also die Bestimmung des Strahlungsverlustes in der Atmosphäre, bietet so außerordentliche Schwierigkeiten, daß hier nur einige ganz allgemeine Andeutungen darüber gegeben werden können. Mißt man die Strahlungsenergie der Sonne an einem klaren Tage vom Morgen bis zum Abend, so erhält man, abgesehen von mancherlei Abweichungen im einzelnen, deren Berücksichtigung

gerade den Hauptteil der Schwierigkeiten bildet, eine bis Mittag ansteigende, von da absteigende Kurve, entsprechend den durch die verschiedene Länge des Strahlenwegs in der Atmosphäre bedingten Strahlungsverlusten. In Fig. 105 ist eine solche Kurve als Beispiel dargestellt; die Höhen bedeuten

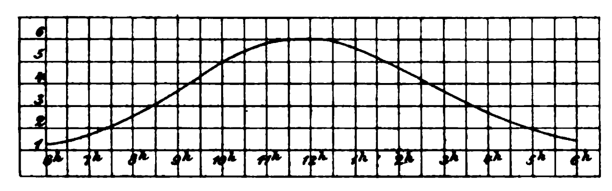


Fig. 105.

die Strahlungsenergien, die Abszissenachse ist in 12 Stunden von morgens 6 Uhr bis abends 6 Uhr geteilt, und es ist angenommen, daß Sonnenauf- und -Untergang um morgens 4 Uhr und abends 8 Uhr erfolgen.

Nimmt man aber als Argument nicht die Zeit, sondern die aus den Sonnenhöhen berechnete Weglänge der Strahlen in der Atmosphäre, wobei man die kürzeste Weglänge, welche möglich ist, nämlich die Senkrechte vom Zenit aus, als Einheit nimmt, so erhält man z. B. die in Fig. 106 angegebene

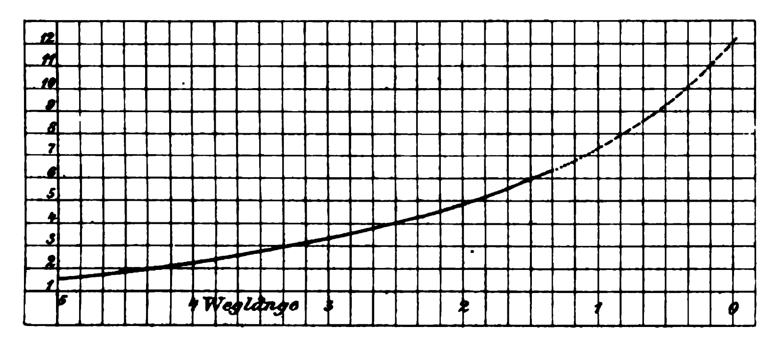


Fig. 106.

Kurve — es ist nur die Vormittagshälfte gezeichnet. Hat die Beobachtung an einem Orte stattgefunden, an welchem die Sonne nicht den Zenit erreicht, so gelangt die beobachtete — in der Figur ausgezogene — Kurve nicht bis zur Weglänge 1, sondern bricht vorher ab. Das noch fehlende Stück ist aber selbst in unseren Breiten im Hochsommer nur gering und läßt sich leicht ergänzen — in der Figur durch punktierte Linie angedeutet —, so daß man den Betrag der Strahlung, wie er beim Zenitstande der Sonne gewesen wäre, noch mit großer Genauigkeit ermitteln kann.

Die Kenntnis der Strahlungsenergie bei der Zenitstellung der Sonne oder der Weglänge 1 hat zwar für meteorologische Zwecke eine be-

sondere Wichtigkeit, nicht aber für die Lösung unserer Aufgabe; denn den Wert der Solarkonstante erhalten wir erst, wenn wir nun die Kurve noch über das große Stück bis zur Weglänge 0 fortsetzen, wie dies in der Figur durch die gestrichelte Linie angedeutet ist. Hier aber gilt wieder das auf S. 241 bereits Gesagte: Eine derartige Extrapolation ist stets etwas sehr Unsicheres, und die einfache graphische Fortführung, wie dies in Fig. 106 geschehen ist, bleibt natürlich ganz willkürlich und besitzt keinen wissenschaftlichen Wert. Die Aufgabe gestaltet sich zu einer äußerst komplizierten, deren Lösung aus den Strahlungsbeobachtungen an der Sonne allein nicht zu erlangen ist, sondern die Hinzuziehung spezieller Untersuchungen über die Absorptions- und Reflexionsverhältnisse der Bestandteile der Luft im Laboratorium erfordert. Es würde zu weit führen, hierauf näher einzugehen.

Entsprechend der hervorgehobenen Schwierigkeit des Problems weichen die bisher gefundenen Werte der Solarkonstante sehr stark von einander ab, wie die folgende Zusammenstellung zeigt:

1837	Pouillet	1,8 Gr. Cal.		1889	Sawelief	2,9 Gr. Cal.	
1860	Hagen	1,9 „ „		1889	Pernter	3,2 „ „	
1872	Forbes	2,8 „ „		1896	Vallot	1,7 „ „	
1875	Violle	2,6 „ „		1897	Crova u. Hansky	3,4 „ „	
1878	Crova	2,3 „ „		1898	Rizzo	2,5 „ „	
1884	Langley	3,1 „ „		1902	Scheiner	2,3 „ „	

Als wahrscheinlichster Wert der Solarkonstante dürfte z. B. 2,3 Gr. Cal. anzunehmen sein.

Aus diesem Werte in Verbindung mit dem scheinbaren Durchmesser der Sonnenscheibe 31′ 59″.3 erhält man dann als effektive Temperatur der Sonne den Betrag von 6200° unter Benutzung des Stefanschen Strahlungsgesetzes.

Es ist nun interessant, hier an die Unsicherheit zu erinnern, die vor der Entdeckung der Strahlungsgesetze in bezug auf die Sonnentemperatur herrschte und zu Werten führte, die zwischen 1500 und zehn Millionen Grad lagen. Die heutige Unsicherheit ist wesentlich nur durch die Unsicherheit des Wertes der Solarkonstante veranlaßt; aber gerade weil die Strahlung in so außerordentlich hohem Maße mit der Temperatur zunimmt, geht die Unsicherheit der Solarkonstante nur stark verkleinert in den Wert der Sonnentemperatur ein. So kommt es, daß dem kleinsten beobachteten Wert der Solarkonstante von 1,8 Gr. Cal. eine Sonnentemperatur von 5600° entspricht, dem größten von 4,0 Gr. Cal. eine solche von 7000°. Zwischen diese engen Grenzen ist unsere jetzige Kenntnis der effektiven Sonnentemperatur unter allen Umständen eingeschlossen; wahrscheinlicherweise aber dürfte der oben angegebene Wert von 6200° wohl nicht um mehr als höchstens 300° unsicher sein. Die berechtigte Freude über diese Errungenschaft der Astrophysik wird aber doch stark gedämpft durch die weitere Er-

kenntnis, daß die effektive Sonnentemperatur nur ein Begriff und keine reale astronomische Konstante ist; die Berechnung der wahren Temperatur der Sonne aus der effektiven bietet wieder große Schwierigkeiten und Unsicherheiten, über welche im Kapitel über die Sonne im 2. Teile Näheres angegeben sein wird.

Wie wir gesehen haben, läßt sich die effektive Temperatur eines strahlenden Körpers auch aus der Lage des Maximums der Strahlung bestimmen, da nach dem Wienschen Verschiebungsgesetz die Wellenlänge des Strahlungsmaximums in einfachster Weise mit der Temperatur zusammenhängt. Auch diese Methode ist zur Temperaturbestimmung der Sonne verwendet worden, besonders von Langley. Man erhält hierbei aber beträchtlich kleinere Werte als aus den Messungen der Gesamtstrahlung, die unterhalb 5000^0 liegen, d. h. das Strahlungsmaximum im Sonnenspektrum ist beträchtlich mehr nach Rot zu gelegen, als nach der oben gefundenen Temperatur resultiert. Zur Erklärung dieses Widerspruchs sind mehrere Gründe vorhanden, die die zweite Methode der Temperaturbestimmungen der Sonne weniger geeignet erscheinen lassen als die erste. Die Absorption der Strahlung in der Atmosphäre wirkt besonders im Rot und Ultrarot stark auf die Form der Strahlungskurve ein, und zwar wird das Maximum hierdurch tatsächlich nach Rot verschoben, um einen Betrag, dessen Feststellung mindestens dieselben Schwierigkeiten bietet wie die entsprechende bei der Gesamtabsorption. Sehr viel bedenklicher aber ist der Umstand, daß die Strahlung behufs ihrer spektralen Zerlegung optische Medien zu passieren und Reflexionen an Metallflächen durchzumachen hat, wodurch ebenfalls die Strahlungskurve Modifikationen erleidet.

Von viel höherem Nutzen als für die Temperaturbestimmung der Sonne sind die Langleyschen spektrobolometrischen Untersuchungen für unsere Kenntnis des ultraroten Teiles des Sonnenspektrums und besonders der daselbst vorhandenen überaus starken Absorption durch Kohlensäure und Wasserdampf der Erdatmosphäre. Fig. 107 gibt eine verkleinerte Reproduktion des Langleyschen ultraroten Spektrums von der Wellenlänge 0,8 μ bis 4,0 μ. Die kleinsten Zacken der Kurve, die in dem kleinen Maßstabe nur schematisch wiedergegeben sind, deuten die Lage der Absorptionslinien an, da an der Stelle einer jeden dunklen Linie eine mehr oder weniger geringe Abnahme der Strahlungsintensität stattfindet. Die Tiefe der Kurveneinbiegung gibt ein Maß für die Stärke der Linien. Die größeren Einsenkungen der Strahlungskurve, wo letztere stellenweise bis zur Intensität Null heruntergeht, kommen sämtlich durch die Absorption der Kohlensäure und des Wasserdampfs zustande. Es sind dies besonders die mächtigen und breiten Bänder bei den Wellenlängen 0,8 μ, 0,9 μ, 1,1 μ, 1,4 μ, 1,8 μ und 2,6 μ. Der sichtbare Teil des Spektrums von 0,4 μ bis 0,8 μ ist von Langley nicht beobachtet; seine Ausdehnung ist nur durch den punktierten Strich angegeben und beträgt $^1/_{10}$ der Gesamtlänge des Langleyschen Spektrums. Der Maßstab der Wellenlängen ist übrigens in der Figur ein sehr ungleich-

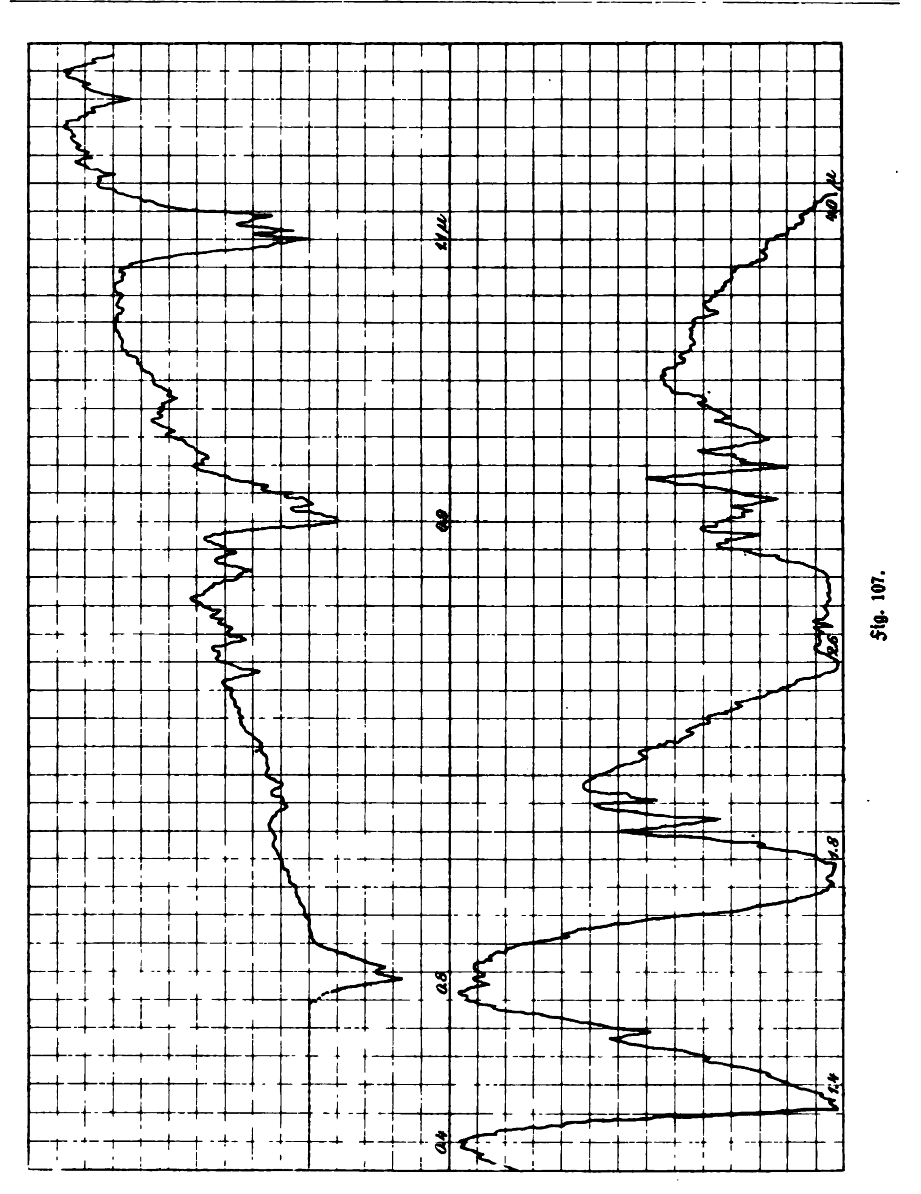


Fig. 107.

förmiger, entsprechend der komplizierten Dispersion des Steinsalzes, aus welchem das Prisma des Spektrobolometers bestand; der Teil von 0,8 μ bis 1,4 μ nimmt die Hälfte des Spektrums ein.

Fünfter Abschnitt.

Die Himmelsphotographie.

Wie schon in der Einleitung hervorgehoben ist, kann die Himmelsphotographie nicht als ein selbständiger Zweig der Astrophysik betrachtet werden in dem Sinne wie die Spektralanalyse oder die Photometrie. Sie ist nur eine Hilfswissenschaft oder -Technik, die auf allen Gebieten, auch in der reinen Astronomie, von epochemachender Bedeutung geworden ist. Aber ihre Einführung hat manche Änderungen der astronomischen Technik bedingt, insbesondere in der Konstruktion der astronomischen Instrumente, und ihre Anwendung erfordert eine Reihe von Kenntnissen aus der Chemie und Physik, die dem Astronomen früher vielfach abgingen, während sie dem Astrophysiker näher lagen. Von diesem Gesichtspunkte aus gebührt der Himmelsphotographie auch eine besondere Berücksichtigung in dem ersten Teile des vorliegenden Werkes; ihren Resultaten werden wir im zweiten Teile auf Schritt und Tritt begegnen.

Wenngleich die Technik des modernen photographischen Verfahrens eine so einfache ist, daß sie heute ein Gemeingut aller Gebildeten geworden ist, so ist für wissenschaftliche Zwecke ein volles Verständnis derselben jedoch unerläßlich, und es soll derselben daher ein besonderes Kapitel gewidmet werden.

In einem zweiten Kapitel soll gezeigt werden, inwiefern sich die optischen Teile der für die photographischen Aufnahmen bestimmten Instrumente von den zu optischen Zwecken bestimmten unterscheiden, während das dritte Kapitel eine genauere Beschreibung der ersteren gibt, dabei auch die Meßmethoden erläuternd. Im vierten Kapitel müssen wir uns unter Bezugnahme auf den dritten Abschnitt mit der photographischen Photometrie beschäftigen.

Vierzehntes Kapitel.

Die photographische Technik und die Entstehung der photographischen Bilder.

Die Strahlung kürzerer Wellenlängen, im allgemeinen von 0,49 μ beginnend (Grün), bis weit in das Ultraviolett hinein — untere Grenze unbekannt — ist besonders geeignet, chemische Veränderungen in den von ihr getroffenen

Stoffen zu bewirken, obgleich selbst bei strahlenden Körpern von so hoher Temperatur wie der Sonne ihre absolute Energie schon recht gering wird. Man nennt diesen Strahlungskomplex denjenigen der photographisch oder chemisch wirksamen Strahlen oder kürzer den der photographischen Strahlen. Die chemische Wirkung ist aber keineswegs auf diese Strahlen allein beschränkt; es gibt eine Anzahl von Körpern, meist ziemlich komplizierte chemische Verbindungen, auf welche auch andere Strahlungen, sogar bis ins Ultrarot hinein, eine chemische Wirkung ausüben.

Die Kenntnis von der chemischen Wirkung des Lichts ist schon eine sehr alte, besonders diejenige der bleichenden, die allerdings im allgemeinen keine reine Wirkung der Strahlung darstellt, sondern durch gewisse, in der Atmosphäre vorhandene oxydierende Stoffe unterstützt wird. Eine der bekanntesten und wichtigsten chemischen Einwirkungen des Lichts findet bei der Bildung des Chlorophylls in den Pflanzen statt. Daß gewisse Metallverbindungen sich besonders auffällig im Lichte verändern, ist bereits seit dem 16. Jahrhundert bekannt; eine genauere Untersuchung über das Verhalten des Chlorsilbers ist im Jahre 1777 von Scheele veröffentlicht worden, und von dieser Zeit an beginnen die eigentlich wissenschaftlichen Arbeiten auf dem Gebiete der Photographie, die bald zu einer Reihe von Verfahren führten, durch welche Kopien von Kupferstichen und Glasgemälden hergestellt werden konnten. Bei allen diesen Verfahren mußte das Licht noch die ganze Zersetzung der betreffenden Verbindungen besorgen, wie noch jetzt bei den meist gebräuchlichen Kopierverfahren; es ist also eine sehr lange Einwirkung einer sehr intensiven Lichtquelle erforderlich. Praktische Bedeutung erlangte die Photographie erst, als man lernte, das Licht nur zur Einleitung des chemischen Prozesses zu benutzen (latente Bilder), die eigentliche Zersetzungsarbeit aber auf rein chemischem Wege zu leisten. Damit fand eine ganz enorme Abkürzung der Belichtungszeit statt, und nun wurde es erst möglich, die Bilder der schon lange bekannten Camera obscura festzuhalten. Auf dem Prinzip der Erzeugung von latenten Bildern beruhen auch heute noch alle direkten photographischen Verfahren, und die Bestrebungen sind im wesentlichen nur darauf gerichtet gewesen, die zur Erzeugung des latenten Bildes notwendige Lichtarbeit auf ein Minimum zu reduzieren.

Der erste, der ein solches Verfahren erfand (1839), ist Daguerre, nachdem er sich jahrelang mit Vorversuchen, zum Teil in Gemeinschaft mit Niépce, beschäftigt hatte.

Das Verfahren bei der Daguerreotypie ist das folgende: Eine Silberplatte oder meist eine stark versilberte Kupferplatte wird nach vorhergegangener Politur und sorgfältiger Reinigung in einem geschlossenen Kasten den Dämpfen von Jod oder Brom ausgesetzt. Die Platte überzieht sich hierdurch mit einer dünnen Schicht von Jod- resp. Bromsilber, deren Lichtempfindlichkeit von der Dauer der Einwirkung der Dämpfe, also von der Dicke der gebildeten Schicht, abhängt.

An der Färbung der Platte erkennt man diejenige Dicke, bei welcher erfahrungsgemäß die größte Empfindlichkeit resultiert, und die Platte behält diese Empfindlichkeit während einiger Stunden. Die Platte wird nun belichtet und dann in einen Kasten gebracht, in welchem sich erwärmtes Quecksilber befindet. Die Dämpfe des Quecksilbers rufen in wenigen Minuten das latente Bild hervor, indem sie sich auf den Stellen, wo das Jodsilber der Lichtwirkung ausgesetzt war, in Form von sehr feinen Tröpfchen niederschlagen. Durch Baden der Platte in einer Lösung von unterschwefligsaurem Natron wird das nicht zersetzte Jodsilber entfernt und das Bild hierdurch vorläufig fixiert. Das definitive Fixieren geschieht durch Einlegen der Platte in eine Chlorgoldlösung, wodurch die Lichtstellen des Bildes, die vorher bläulich waren, rein weiß werden.

Die eigentlichen chemischen Vorgänge beim Daguerreotypprozesse sind nicht bekannt. Man nahm ursprünglich an, daß das Jodsilber unter der Einwirkung des Lichts zu metallischem Silber reduziert werde, und daß dieses metallische Silber unter Bildung eines weißen Amalgams das Quecksilber aufnähme. Später wurde der Vorgang als ein rein mechanischer betrachtet, indem man glaubte, daß durch die Lichteinwirkung der Zusammenhang der Jodsilberschicht gelockert würde, so daß nur an diesen Stellen die Quecksilberdämpfe bis zur Oberfläche der Silberplatte vordringen könnten. Eine gewisse Bestätigung fand diese Theorie durch die Tatsache, daß man die latenten Bilder für kurze Zeit auch durch bloßes Anhauchen hervorrufen kann, indem sich der Wasserdampf auf den belichteten Stellen leichter niederschlägt als auf den anderen; man wurde hierdurch an die bekannten Hauchbilder erinnert. Für einen chemischen Prozeß spricht dagegen der Umstand, daß man Daguerreotypbilder auch in Pyrogallussäure entwickeln kann.

Die geringe Empfindlichkeit und die große Umständlichkeit des Daguerreschen Verfahrens bedingen dessen geringe Verwertbarkeit in der Astronomie, die sich ausschließlich auf Sonnenaufnahmen beschränkt.

Das Verfahren mit nassem Kollodium wurde im Jahre 1850 von Le Gray vorgeschlagen, aber in einer für die Praxis nicht brauchbaren Form; eingeführt wurde es erst von Archer im Jahre 1851, und es verdrängte die Daguerreotypie bald gänzlich.

Eine sehr sorgfältig gereinigte Glasplatte wird mit Kollodium, einer Lösung von Schießbaumwolle (Pyroxylin) in Äther und Alkohol, übergossen. Das Lösungsmittel verdunstet sehr schnell und hinterläßt das Pyroxylin als eine sehr feine, strukturlose Haut, die als Träger des photographischen Prozesses dient. Die Bereitungsweise der Schießbaumwolle und die Zusammensetzung des Lösungsmittels sind von sehr merklichem Einflusse auf das Aussehen des Bildes; es ist eine große Erfahrung erforderlich, um für die verschiedenen Zwecke der Aufnahmen die beste Bereitungsweise des Kollodiums zu kennen. Dem Kollodium wird eine geringe Menge von Jodkalium zugesetzt; letzteres befindet sich also in sehr fein verteiltem Zustande in dem Pyroxylinhäutchen. Sobald das Häutchen angetrocknet ist, wird die Platte

einige Minuten in eine Lösung von salpetersaurem Silber gelegt, wodurch sich in dem Häutchen ein äußerst feiner Niederschlag von Jodsilber bildet, der es undurchsichtig weiß erscheinen läßt. Damit das neugebildete Jodsilber sich nicht im Silberbade wieder löst — es entsteht ein Doppelsalz —, muß letzteres bereits mit Jodsilber gesättigt sein. Die aus dem Silberbade genommene Platte muß unmittelbar verwendet werden, denn sie funktioniert nur, so lange sie noch feucht ist; auch darf sie nicht abgespült werden, da die anhaftende Lösung von salpetersaurem Silber bei der nun folgenden Entwicklung eine wichtige Rolle spielt. Zum Entwickeln hat man fast ausschließlich Eisenvitriol angewendet, dem Eisessig oder einige Tropfen Schwefelsäure sowie Alkohol zugesetzt wird, damit die Kollodiumhaut den Entwickler gut annimmt.

Ist das Bild nach dem Entwickeln nicht kräftig genug, so kann man dasselbe sofort verstärken durch Übergießen mit einer unmittelbar vorher frisch hergestellten Mischung von Eisenentwickler und salpetersaurem Silber. Die Entwicklung geht dadurch vor sich, daß an den Stellen, wo das Licht gewirkt hat, das Jodsilber durch das Eisensalz zu Silber reduziert wird, welch letzteres sich in sehr fein verteiltem Zustande in dem Kollodiumhäutchen als schwarzer Niederschlag ausscheidet. Das Fixieren erfolgt durch Auflösen des nicht zersetzten Jodsilbers in unterschwefligsaurem Natron oder in Cyankalium.

Nach dem Fixieren muß die Platte sehr sorgfältig ausgewaschen werden, um die letzten Spuren der benutzten Salze zu entfernen. Auch *nach* dem Fixieren kann das Bild noch verstärkt werden, und zwar entweder auf genau dieselbe Weise wie vor dem Fixieren, oder nach anderen Methoden, von denen wohl die einfachste in der Umsetzung des metallischen Silbers in Quecksilberoxyd besteht. Zu dem Zwecke wird die Platte in eine Lösung von Quecksilberchlorid gelegt, wobei sich an Stelle des metallischen Silbers ein Gemenge von Chlorsilber und Quecksilberchlorür bildet. Durch Übergießen mit Ammoniak wird das ganz weiße Chlorsilber und Quecksilberchlorür in ein tiefschwarzes Gemenge von Silber- und Quecksilberoxyd umgesetzt.

Auf eine Vergleichung der verschiedenen photographischen Methoden wird weiter unten eingegangen werden; hier sei auf einen Übelstand des nassen Kollodiumverfahrens, der gerade in der astronomischen Photographie sehr hervortritt, hingewiesen, und der darin besteht, daß durch die unter allen Umständen notwendige Vermeidung des Eintrocknens die Expositionszeit eine sehr beschränkte ist — es dürfen zwischen Herstellung der Platte und der Entwicklung höchstens 15 Minuten vergehen —. Eine Verbesserung dieses Übelstandes wurde durch die Erfindung der *Kollodium-Emulsionen* herbeigeführt. Den Gedanken hierzu hatte Gaudin bereits im Jahre 1853 ausgesprochen, während seine ersten praktischen Erfolge in das Jahr 1861 fallen. Zu dieser Zeit entstanden eine ganze Reihe von Emulsionsverfahren, bis 1864 von Sayre und Bolton die Bromsilberemulsion im Kollodium als

das beste derartige Verfahren eingeführt wurde. Das Wesen der verschiedenen Emulsionsmethoden besteht darin, das lichtempfindliche Silbersalz für sich darzustellen und dann in fein verteiltem Zustande in dem dickflüssigen Kollodium mechanisch zu suspendieren. Mit diesem Kollodium, der Emulsion, werden die Platten übergossen und können nach dem Trocknen mehr oder weniger lange Zeit aufbewahrt werden, ohne zu verderben. Für das Haltbarmachen der Platten gibt es eine große Menge von Vorschriften; in sehr häufigem Gebrauche war das Baden der Platten in Lösungen von Tannin, Gallussäure usw. Diese Stoffe wirken übrigens nicht nur auf die Haltbarkeit der Emulsionsplatten, sondern hauptsächlich auch auf ihre Empfindlichkeit, sie steigern dieselbe beträchtlich; indessen erreichen die Emulsionen nur selten die Empfindlichkeit des nassen Kollodiums.

Gleichzeitig mit dem Kollodium-Emulsionsverfahren wurden auch Methoden gefunden, nasse Kollodiumplatten nach sorgfältigem Abspülen des Silbernitrats zu trocknen und für längere Zeit haltbar zu machen. Alle so hergestellten Platten sind aber sehr unempfindlich. Fothergill fand, daß die gleichzeitige Verwendung von Kollodium und Albumin zu sehr guten Resultaten führt, wenngleich diese Platten sehr unempfindlich sind.

Schon im Jahre 1847 sind von Niépce Versuche angestellt worden, Gelatine als Träger der lichtempfindlichen Stoffe zu benutzen; aber erst im Jahre 1871 erfand Maddox das Bromsilber-Emulsionsverfahren mit Gelatine, welches nach einer Reihe von weiteren Verbesserungen eine solche Bequemlichkeit und dabei so außerordentliche Empfindlichkeit bietet, daß es alle anderen Negativmethoden fast vollständig verdrängt hat. Vor allem ist die Einführung der Gelatineplatten in die Himmelsphotographie von höchster Bedeutung für letztere gewesen; seit dieser Zeit beginnt überhaupt erst die Himmelsphotographie eine Rolle in der Astronomie zu spielen. Wir müssen uns daher mit diesem Verfahren etwas ausführlicher beschäftigen.

Zu den Gelatine-Emulsionen wird fast ausschließlich das Bromsilber benutzt, weil dasselbe die höchste Lichtempfindlichkeit besitzt. Die Bildung des Bromsilbers geschieht in der flüssigen Gelatine; durch längeres Erwärmen der Emulsion wird dieselbe immer empfindlicher, bis sie schließlich auch ohne vorhergegangene Belichtung durch den Entwickler zersetzt und also zum Photographieren unbrauchbar wird. Nach dem Erstarren der Gelatine muß sie einer sehr sorgfältigen Waschung zur vollständigen Entfernung des noch von der Herstellung des Bromsilbers her in der Gelatine gelösten salpetersauren Kalis unterzogen werden. Alsdann wird sie durch Erwärmen wieder gelöst und nach erfolgter Reinigung durch Filtrieren auf Glasplatten gegossen. Auf diesen ist die Emulsion nach dem Trocknen als dünne, aber sehr feste und widerstandsfähige Schicht vorhanden. In geeigneter Verpackung bleiben diese Platten mehrere Jahre lang haltbar; sie werden zunächst während einiger Monate immer empfindlicher, nehmen dann aber allmählich an Empfindlichkeit ab.

Die eigentliche Wirkung des Lichts auf das Bromsilber ist, wie auch bei den anderen Verfahren, nicht bekannt. Bei sehr intensiver und langer Belichtung wird das Bromsilber unmittelbar unter Ausscheidung von Silber durch das Licht zersetzt; eine sehr geringe Lichtwirkung genügt aber bereits, um das Bromsilber in einen solchen Zustand zu versetzen, daß die vollständige Ausscheidung des Silbers bei Anwesenheit reduzierender Substanzen erfolgt. Nach dem Entwickeln wird das nicht reduzierte Bromsilber durch Auflösen in unterschwefligsaurem Natron entfernt, das Bild also fixiert, und alsdann werden die noch in der Gelatine vorhandenen Salze durch längeres Waschen herausgebracht. Ein Baden der Platte in Alaunlösung macht die Gelatine härter und gleichzeitig klarer.

Mit der Präparation der Bromsilberplatten befaßt sich der Astronom am besten nicht selbst. Zu deren Herstellung gehört besondere Übung und ein großer Aufwand von Zeit, und der einzelne, der im allgemeinen nur mit beschränkten Mitteln arbeiten kann, ist überhaupt nicht imstande, so gute und besonders so gleichmäßig empfindliche Platten herzustellen, wie die größeren Fabriken dies vermögen. Selbst wenn es sich zu besonderen Zwecken um die Anfertigung von Platten mit speziellen Eigenschaften handelt, empfiehlt es sich, dieselben bei einer Fabrik zu bestellen. Dagegen soll man eine genaue Prüfung der Platten vornehmen, die sich nicht bloß auf die Empfindlichkeit und auf die Feinheit des Korns erstreckt, sondern sich vor allem auch auf die Reinheit der Schicht zu beziehen hat. Für astronomische Aufnahmen ist nichts unangenehmer, als wenn die Gelatine mit kleinen Verunreinigungen durchsetzt ist, die, da sie beim Entwickeln gewöhnlich einen stärkeren Niederschlag um sich herum erzeugen, selbst unter dem Mikroskop manchmal nicht von Sternen zu unterscheiden sind. Spätere Verunreinigungen durch Staub, der sich auf die Platten, während sie noch feucht sind, aufsetzt, sind zwar nicht so unangenehm, da sie leichter als solche zu erkennen sind; aber immerhin verunzieren sie die Aufnahmen und können auch auf die Messungen schädlich einwirken, wenn sie sich gerade auf einem Sterne oder einem zu messenden Punkt der Platte befinden. Staub oder Niederschläge aus dem Entwickler oder Fixierer lassen sich leicht entfernen, besonders wenn die Platten nach der Fixierung kurz in einer Alaunlösung gebadet worden sind, indem man die Gelatineschicht unter Wasser mit der Spitze der Finger leicht abreibt, wobei man natürlich große Vorsicht gebrauchen muß, nicht mit den Nägeln die Schicht zu berühren. Nach diesem Abreiben spült man die Platte mit einem kräftigen Wasserstrahle ab; sie ist alsdann völlig frei von äußerlich hinzugekommenen Verunreinigungen. Viel gefährlicher ist der Staub, der sich während des Trocknens aufsetzt; derselbe kann überhaupt nicht mehr entfernt werden, selbst nicht beim nochmaligen Aufweichen der Schicht. Da das Trocknen sogar im Sommer mehrere Stunden in Anspruch nimmt und Staub selbst in wenig betretenen Räumen nicht zu vermeiden ist, so müssen die Platten am besten in Kästen getrocknet werden, deren Seitenwände und Deckel aus

einer doppelten Lage von sehr feinem Mousselin bestehen. Im Winde oder Luftzug nimmt das Trocknen nicht mehr Zeit in Anspruch als bei freien Platten, und letztere bleiben völlig staubfrei.

Die Art der Entwicklung ist naturgemäß von Einfluß auf das resultierende Negativ, aber durchaus nicht in dem Maße, wie man nach den Anpreisungen über die in jedem Jahre neu erfundenen organischen Entwickler annehmen könnte. Gerade in bezug auf die beiden für die astronomische Photographie wichtigsten Faktoren, auf die Empfindlichkeit der Platten und auf die Feinheit des Korns, ist, entgegen der Ansicht der meisten Fachphotographen, die Art des Entwicklers fast ganz ohne Einfluß, wie sich leicht beweisen läßt.

Durch die Belichtung werden an einer bestimmten Stelle der Schicht die Bromsilberteilchen so modifiziert, daß sie bei der Berührung mit reduzierenden Substanzen leichter in ihre Bestandteile zerfallen, als die nicht belichteten Teilchen. Jede Reduktionsflüssigkeit (Entwickler) also, welche imstande ist, bei genügend langer Einwirkung schließlich auch die unbelichteten Teilchen zu zersetzen, hat natürlich vorher schon die am schwächsten belichteten Partikel reduziert, d. h. das Bild vollständig entwickelt. Diese Eigenschaft aber besitzen alle überhaupt brauchbaren Entwickler vom oxalsauren Eisen an bis zu dem kompliziertesten organischen Entwickler. Es besteht nur ein Unterschied in der Zeit, innerhalb welcher die vollständige Entwicklung stattgefunden hat.

Diese Bemerkung bezieht sich natürlich nur auf das Hervorbringen der schwächsten, nur eben wirksam gewesenen Lichteindrücke. Handelt es sich also z. B. darum, eine Sternaufnahme so zu entwickeln, daß die Anzahl der Sterne ein Maximum wird, so kann man hierzu jeden beliebigen der gebräuchlichen Entwickler benutzen; man entwickle nur solange, bis die unbelichteten Stellen der Platte beginnen, sich dunkler zu färben, also, wie der technische Ausdruck lautet, bis zur Schleierbildung. Es ist dann das Maximum des Kontrastes zwischen unbelichteten und den am schwächsten belichteten Stellen erreicht; eine weitere Entwicklung kann durch Verdunklung des Hintergrundes diesen Kontrast nur wieder vermindern. In diesem Sinne verstanden, ist die Empfindlichkeit der Platte unabhängig von der Art des Entwicklers, sofern nur seine volle Kraft ausgenutzt wird. Die Ansicht, daß verschiedenartige Entwickler einen Unterschied in der Empfindlichkeit bedingen, hat aber doch eine gewisse Berechtigung, sobald es sich darum handelt, Negative herzustellen, von denen Kopien gemacht werden sollen. Einige Entwickler, z. B. der Pyrogallussäure-Entwickler, färben den Silberniederschlag braun; letzterer ist daher für blaues und violettes Licht weniger durchlässig, als die bläulichen Niederschläge, welche beim oxalsauren Eisen entstehen; beim Kopieren wirken braune Negative daher so, als ob sie kräftiger wären als die anderen.

Durch Modifikationen der Entwickler in betreff ihrer Konzentration oder vermittels beschleunigender oder verzögernder Zusätze hat man es in

der Hand, Negative von verschiedenartigen Kontrastverhältnissen zu erhalten; das gleiche läßt sich aber auch durch verschiedenartige Herstellung der Platten erreichen, und deshalb soll letzteres zunächst besprochen werden.

Man unterscheidet harte und weiche Platten; bei gleicher Empfindlichkeit beider gegenüber den schwächsten Lichteindrücken wird bei ersteren das Maximum der Schwärzung früher erreicht als bei letzteren, die Kontraste sind infolgedessen kräftiger, die Zwischenstufen geringer. Bei Aufnahmen, die möglichst starke Kontraste zeigen sollen, wird man also mit Vorteil die harten Platten verwenden. Ähnliches läßt sich auch durch die Art der Entwicklung erreichen, wie im folgenden an Beispielen aus der Himmelsphotographie gezeigt werden soll.

1. Man beabsichtigt, nach Möglichkeit die schwächsten Lichteindrücke hervorzurufen, ohne besonderen Wert auf Kontrastreichtum zu legen (Aufnahmen mit langer Expositionszeit von schwachen Sternen, Nebelflecken, Kometen usw.). Man benutze einen beliebigen, möglichst kräftig angesetzten Entwickler ohne Verzögerungszusatz (Bromkalium) und entwickle, bis die ersten Spuren einer Verschleierung sichtbar zu werden beginnen. Bei der Wahl des Entwicklers berücksichtige man nur seine Eigenschaften in bezug auf Bequemlichkeit und Sicherheit des Funktionierens. In ersterer Beziehung wird jeder seine besonderen Ansichten haben und denjenigen Entwickler mit Recht bevorzugen, mit dem er am meisten gearbeitet hat. Auch spezielle Rücksichten müssen maßgebend sein; so kann man z. B. den sonst so bequemen und sicheren Eisenentwickler nicht verwenden, wenn das zur Verfügung stehende Wasser sehr kalkhaltig ist, weil man sonst den sehr unangenehmen Kalkschleier auf den Platten erhält.

2. Man beabsichtigt, Aufnahmen hellerer Sterne zu Messungszwecken herzustellen, weshalb die Sternbildchen auf der Platte möglichst scharf und gut begrenzt sein müssen.

Hier empfiehlt es sich, länger zu exponieren als unbedingt nötig ist, dafür dem sonst kräftig angesetzten Entwickler einen starken Zusatz von Bromkalium zu geben und trotzdem nicht lange zu entwickeln; die Aufnahme wird dadurch sehr hart.

3. Man will Aufnahmen herstellen, die zwar recht hart erscheinen sollen, trotzdem aber auch die schwächsten Lichteindrücke noch wiedergeben. Um dieses zu erreichen, setze man ebenfalls Bromkalium zu, aber in geringerer Menge, entwickele aber sehr lange, bis trotz der Bromkaliumdämpfung doch die Schleierbildung eintreten will.

Diese kurzen Beispiele mögen genügen; weitere Einzelheiten lassen sich nicht im allgemeinen angeben, da sie von der speziellen Wahl des Entwicklers abhängen.

Wir haben nun in Kürze die hauptsächlichsten photographischen Verfahren kennen gelernt und wollen sie nun in ihren Vorzügen speziell für die Himmelsphotographie gegeneinander abwägen. Für die Himmelsphotographie kommen im allgemeinen zwei Eigenschaften der photographischen

Platten in Frage: Möglichste Lichtempfindlichkeit und möglichste Feinheit des Silberkorns. Die erste Forderung ist ohne weiteres klar, und es gibt eigentlich nur eine Ausnahme in dieser Beziehung, die Aufnahme der Sonne, bei welcher Licht im Übermaß vorhanden ist, eventuell auch noch die Aufnahme des Mondes. Die zweite Forderung wird verständlich, wenn man bedenkt, daß das Endziel der Anwendung der Photographie in der Astronomie die exakte Messung auf der Platte ist. Daß man aber Objekte, die eine feine Körnung besitzen, besser ausmessen kann als solche, die unter dem Meßmikroskop wie eine rauhe Kreidezeichnung aussehen, liegt auf der Hand.

Die Empfindlichkeit der verschiedenen Verfahren kann natürlich nur durch Mittelzahlen ausgedrückt werden, da innerhalb desselben Verfahrens je nach gewissen Modifikationen beträchtliche Unterschiede vorkommen. Am unempfindlichsten ist das Daguerresche Verfahren; bezeichnet man dessen Empfindlichkeit mit 1, so kommt den trockenen Kollodiumplatten etwa 2 bis 10 zu. Empfindlicher sind schon die nassen Kollodiumplatten, deren Empfindlichkeit man mit 15 bis 30 bezeichnen kann. Bis zu den empfindlichsten modernen Bromsilber-Gelatineplatten findet nun ein gewaltiger Sprung statt, nämlich bis zur Zahl 300.

Schon aus diesen Zahlen geht hervor, daß für die meisten Aufgaben der Himmelsphotographie nur das Bromsilber-Gelatineverfahren in Frage kommen kann, und der gewaltige Aufschwung der Himmelsphotographie in den letzten zwei Jahrzehnten ist unmittelbar an die Erfindung dieses Verfahrens geknüpft. Noch einleuchtender erscheint aber der Vorzug desselben, wenn man mit ihm den Umstand der fast unbegrenzten Ausdehnung der Expositionszeit verbindet. Wir hatten schon gesehen, daß bei dem zweitempfindlichsten Verfahren des nassen Kollodiums die Expositionszeit höchstens bis zu 15 Minuten ausgedehnt werden kann. Heute sind verschiedene Nächte hindurch fortgesetzte Expositionszeiten von 20 bis 25 Stunden nichts Auffallendes mehr. Also die hundertfache Expositionszeit kann gut verwendet werden, und annähernd wächst in dem Maße die Empfindlichkeit!

Diesen alles überwiegenden Vorzügen des Bromsilber-Gelatineverfahrens stehen aber auch gewisse Nachteile gegenüber. Es scheint das unabänderliche Gesetz vorzuliegen, daß mit der zunehmenden Empfindlichkeit die Grobheit des Silberkorns wächst. Das feinste Korn, welches erst bei recht starken Vergrößerungen zutage tritt, zeigen die Daguerreschen Platten und die höchst unempfindlichen Eiweißplatten. Es folgt dann das nasse Kollodium mit recht feinem Korn und schließlich die Bromsilberplatte, deren Korn bereits bei nur 4- bis 5facher Vergrößerung gut zu erkennen ist und Vergrößerungen von über das 10- bis 12fache hinaus überhaupt schon ganz illusorisch macht.

Man kann zwar Bromsilberplatten vom allerfeinsten Korn herstellen, sie sind aber alsdann auch sehr unempfindlich. Diejenigen Verfahren,

welche die Platten empfindlich machen, vergrößern auch das Korn; wir werden weiter unten sehen, daß dies augenscheinlich in einem ursächlichen Zusammenhange miteinander steht.

Es ist vielfach behauptet worden, daß die Art des Entwickelns von Einfluß auf die Größe des Silberkorns sei; das ist aber nicht richtig, es ist von ihr völlig unabhängig. Das Bromsilber ist in kleinen Teilchen innerhalb der Gelatine ausgebreitet, und nach der Entwicklung befinden sich an der Stelle dieser Teilchen die entsprechenden Silberkörner. Die Zahl der Silberkörner ist also gegeben durch die Zahl der ursprünglich in der Schicht vorhandenen Bromsilberkörner, demnach unabhängig vom Entwickeln. Ein etwaiges Zusammenbacken der Silberkörner während des Entwickelns ist ausgeschlossen, da die Gelatine sehr zähe ist. Dagegen bewirkt eine nachträgliche Verstärkung der Negative durch Quecksilberchlorid und Ammoniak ein Gröberwerden des Korns, weil jedes Silberteilchen in Quecksilberoxyd umgesetzt wird, welches einen größeren Raum einnimmt als das Silber. Auf dieser Volumvermehrung der einzelnen Körnchen und der dadurch bedingten stärkeren Übereinanderlagerung derselben beruht überhaupt die Verstärkungsmethode durch Quecksilberchlorid.

Die nicht trennbare Verbindung der hohen Empfindlichkeit mit der größeren Rauheit der Aufnahmen lehrt, daß man für die verschiedenen Zwecke der Himmelsphotographie auch verschiedene Plattenarten verwenden soll. Will man mit mühsamen Dauerexpositionen schwache Objekte zur Darstellung bringen, so kann man nur die empfindlichsten Platten verwenden ohne Rücksicht auf die Größe des Silberkorns. Aber, um das andere Extrem zu wählen, wie unpraktisch würde es sein, auch dieselben Platten zu Sonnenaufnahmen zu verwenden, wo so wie so schon beträchtliche Schwierigkeiten vorhanden sind, die Expositionszeit genügend kurz zu machen (etwa $1/_{8000}$ Sekunde); hier soll man möglichst unempfindliche Platten benutzen, deren feines Korn die klarsten und schärfsten Aufnahmen gestattet.

Bei der verschiedenen Empfindlichkeit der verschiedenen Plattensorten und Fabrikate ist es erforderlich, die Empfindlichkeitsunterschiede, oder noch besser die absoluten Empfindlichkeiten, mit Hilfe photometrischer Methoden zahlenmäßig zu ermitteln. Derartige Instrumente nennt man Sensitometer, und sie sind nach den verschiedensten Prinzipien konstruiert worden. Neuerdings ist in die Praxis ziemlich allgemein das Scheinersche Universal-Sensitometer eingeführt worden, bei welchem das Prinzip der rotierenden Scheiben benutzt ist, und welches im folgenden kurz beschrieben werden soll.

Nach dem Prinzip der rotierenden Scheiben (siehe S. 207) wird das Licht, oder genauer ausgedrückt die Expositionszeit, im Verhältnis von Sektoröffnung zum ganzen Kreise geschwächt. Ist α die Winkelöffnung des Sektors in Graden und I_0 die Intensität des auf die Scheibe auffallenden Lichts, so ist das durchgelassene Licht $I = I_0 \frac{\alpha}{360}$.

Gibt man der Öffnung in der Scheibe eine andere Form, so ist die Lichtschwächung nicht mehr an allen Teilen der Scheibe eine konstante, sondern variiert mit dem Abstand vom Mittelpunkt. Beim Sensitometer ist nun die Form des Ausschnitts so berechnet, daß einer gegebenen Strecke auf jeder Stelle des Radius das gleiche Intensitätsverhältnis entspricht, und zwar sind 20 Abteilungen so gewählt, daß Nr. 20 nur den hundertsten Teil des Lichts wie Nr. 1 erhält. In Fig. 108 ist die hierdurch entstandene Form des Ausschnitts a auf der Scheibe S zu erkennen. Diese Scheibe wird durch das Kurbelrad K und einen Schnurlauf in schnelle Rotation versetzt. Hinter der Scheibe ist die Kassette C angebracht, welche folgende Einrichtung besitzt. Auf der vorderen Seite, dicht hinter dem Kassettenschieber ist eine Metallplatte eingesetzt, welche auf der Länge des Scheibenausschnitts 20 äquidistante rechteckige Öffnungen o enthält, die mit durchbrochenen Zahlen numeriert sind. Auf diese Metallplatte wird die photographische Platte mit der empfindlichen Schicht aufgelegt und durch die rotierende Scheibe hindurch belichtet. Nach dem Entwickeln erscheinen die Rechtecke in abgestufter Helligkeit, wie in Fig. 109 angedeutet, und man kann erkennen, bei welcher Rechteck-Nummer noch eben eine photographische Wirkung stattgefunden hat. Zur Belichtung muß natürlich eine völlig konstante und für alle Apparate gleiche Lichtquelle benutzt werden, und als solche dient bei diesem Universal-Sensitometer die Benzinlampe, welche bereits auf S. 196 unter anderen Normallampen aufgeführt und beschrieben ist. Dieselbe wird beim Sensitometer in genau 1 Meter Abstand von der photographischen Platte aufgestellt. Als Belichtungszeit ist eine Minute gewählt. Bei der Verteilung von 20 Rechtecken auf einen Intensitätsunterschied von 1 : 100 ist das Verhältnis der Intensitäten von einem Rechteck zum andern 1,27. Als Beispiel sei folgendes angeführt. Bei der Untersuchung von drei Platten aus drei verschiedenen Fabriken ergibt die Exposition im Sensitometer für die drei Platten folgende Nummern als den Beginn der photographischen Wirkung: Platte 1 bei Nr. 8 bis 9; Platte 2 bei Nr. 12 bis 13; bei Platte 3 die Nummer 16. Wenn der Nr. 1 die Intensität 1 zugelegt wird, so

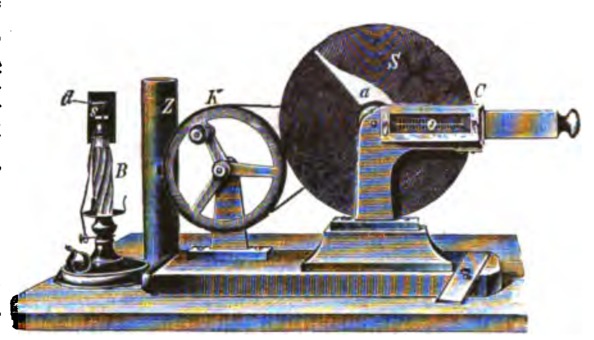
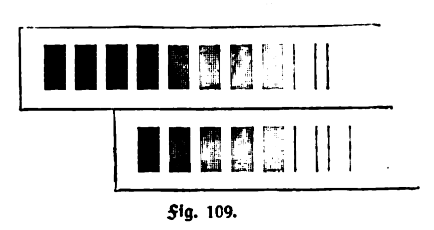


Fig. 108.


Fig. 109.

entsprechen diesen Nummern die Intensitätswerte 5,5, 16,4 und 37,9, oder ihre relativen Intensitäten verhalten sich nahe wie 1 : 3 : 7. In vielen Fällen wird von den Fabriken die Empfindlichkeit der Platten selbst ermittelt; die Empfindlichkeitsnummer wird dann auf den Paketen verzeichnet.

Wenn man verschiedene mittlere Abtönungen bei verschiedenen Fabrikaten miteinander vergleicht, kann man auch leicht die Unterschiede in bezug auf die „Härte" der Platten feststellen. Es findet übrigens bei diesem Sensitometer, um es exakt auszudrücken, nicht eine Abschwächung der Intensität des Lichts, sondern eine Verminderung der Expositionszeit statt, was, wie wir später sehen werden, nicht genau identisch ist.

Das Zustandekommen der photographischen Bilder ist naturgemäß von allgemeinem Interesse, von besonderer Wichtigkeit ist es für die photographische Photometrie. Es muß deshalb näher hierauf eingegangen werden, wenngleich bisher eine klare Auffassung der Vorgänge durchaus noch nicht erreicht ist.

Mit dem schon früher Gesagten steht es nicht im Widerspruche, daß auch die empfindlichen Trockenplatten das Bromsilber in einem sehr feinkörnigen Zustand enthalten. Die mittlere Größe der Körner entspricht etwa derjenigen der Bakterien; sie sind also bei Betrachtung durch die Lupe oder die zum Messen bestimmten Mikroskope gar nicht oder kaum zu erkennen. Die grobe Struktur der Platten, welche bereits bei vier- bis fünfmaliger Vergrößerung erkennbar wird, und die um so gröber ist, je empfindlicher die Platten sind, rührt her von der Vereinigung der kleinsten Körner in größere Gruppen, die unter Umständen sogar schon dem bloßen Auge sichtbar werden können. Es scheint so, als ob gerade das stärkere Zusammenballen der Körner die größere Empfindlichkeit der Platten bedingt; es läßt sich vorstellen, daß, wenn nur eins der zusammengeballten Körner durch die Belichtung affiziert wird, sich die Fähigkeit des Reduziertwerdens im Entwickler auch allen sich berührenden Körnern mitteilt, während sie sonst auf das isolierte Korn beschränkt geblieben wäre.

Worin eigentlich die Wirkung des Lichts auf das Bromsilber besteht, ist zurzeit noch nicht bekannt, doch hat man verschiedene Hypothesen hierüber aufgestellt. Einige nehmen an, daß tatsächlich eine chemische Umwandlung des Bromsilbers, welches für gewöhnlich durch nicht allzulange wirkende reduzierende Mittel, wie z. B. oxalsaures Eisen, Pyrogallussäure usw., nicht zersetzbar ist, in eine andere Verbindung, in das Silbersubbromid, stattfindet, welches leicht reduzierbar ist. Von anderer Seite ist die Hypothese aufgestellt worden, daß das Bromsilber durch die Belichtung in eine Modifikation umgewandelt wird, ohne chemische Veränderung. Analoge Beispiele dieser Art gibt es ja viele; charakteristisch ist z. B. die durch Wärme zu bewirkende Umsetzung des roten Jodquecksilbers in die gelbe Modi-

fikation, welche ihrerseits wieder durch mechanischen Druck in die rote zurückverwandelt wird.

Als weitere Hypothese möge die folgende erwähnt werden. Bei sehr starker Belichtung tritt eine Ausscheidung des Silbers direkt ein, ohne die sonst notwendige Entwicklung. Es ist nun eine recht wahrscheinliche Annahme, daß zwischen der Entwicklungsmethode und der direkten Methode der Silberausscheidung kein materieller, sondern nur ein gradueller Unterschied besteht, d. h. daß auch schon bei schwacher Belichtung die Silberausscheidung bei den betreffenden Körnern in geringem Maße stattgefunden hat, die nun durch den Entwickler bis zur völligen Zersetzung des ganzen Korns fortgesetzt wird. Es würde dies ein ähnlicher Vorgang sein, wie bei der Kristallisation, die, nachdem der erste Anstoß dazu gegeben ist, unter geeigneten Verhältnissen sehr schnell zu Ende geführt wird.

Welches nun auch der eigentliche Vorgang sein mag, jedenfalls ist sicher, daß die Bromsilberteilchen, welche in der empfindlichen Schicht vorhanden sind, nicht von gleicher, sondern von sehr verschiedener Empfindlichkeit sind. Wären sie dies nicht, so müßten bei der geringsten wirksamen Belichtung sämtliche Körner reduzierbar geworden sein; es müßte sofort die totale Schwärzung erreicht werden, was aber nicht der Fall ist. Um die letztere zu erzielen, ist vielmehr eine Lichtarbeit notwendig, welche etwa das Hundertfache derjenigen beträgt, die bereits die ersten Spuren eines Niederschlags erzeugt. Diese Eigenschaft, welche übrigens den meisten lichtempfindlichen Substanzen eigen zu sein scheint, ist von höchster Wichtigkeit, da sonst die Photographie nicht imstande sein würde, Intensitätsübergänge kontinuierlich darzustellen; sie würde sonst nur zur Wiedergabe von in Punkt- oder Strichmanier hergestellten Zeichnungen geeignet sein. Es wird übrigens von anderer Seite angenommen, daß die Körner alle gleich empfindlich seien, daß aber ihre Reduzierbarkeit nicht die gleiche sei; für den Erfolg ist es gleichgültig, welche dieser Annahmen man machen will, sie laufen genau auf dasselbe hinaus, indem Empfindlichkeit und Reduzierbarkeit in vorliegendem Falle identische Begriffe sind.

Der graduelle Vorgang auf den Platten von der Belichtung Null an bis zu äußerst kräftigen Lichteinwirkungen ist nun der folgende.

Jede frische, mit der größten Vorsicht bei der Fabrikation behandelte Platte weist auch ohne jede Spur von Belichtung nach dem Entwickeln eine nicht unbeträchtliche Anzahl von Silberkörnern auf, allerdings nicht in dem Maße, daß sie mit dem bloßen Auge erkennbar wären oder gar einen leichten Schleier hervorbrächten. Dieser Umstand beweist, daß bereits während der Fabrikation die Reduzierbarkeit einzelner Körner eingetreten ist, so daß also deren Empfindlichkeit gleich unendlich zu setzen wäre. Beginnt man nun mit sehr geringen Belichtungen, so wird zwar die Zahl der zersetzten Körner stetig vermehrt, aber bis zu einer gewissen Grenze doch nur in sehr geringem Maße, so daß von einer Schleierbildung noch keine Rede ist. Die Platte befindet sich jetzt im Zustande der Vor-

belichtung; denn es genügt nun eine weitere, sehr geringe Belichtung, die, einer gänzlich unbelichteten Platte appliziert, keine merkliche Wirkung hervorbringen würde, um eine plötzliche beträchtliche Vermehrung der reduzierten Körner zu bewirken. Eine solche Vorbelichtung hat also die Platte empfindlicher gemacht, und der ganze Vorgang beweist, daß eine gewisse kleine Lichtarbeit zu einer Vorbereitung für die Reduzierbarkeit notwendig ist; eine direkt erkennbare Leistung wird durch diese Vorarbeit nicht bewirkt, und hieraus folgt eine weitere, für unsere Zwecke sehr wichtige Tatsache, daß es nämlich eine gewisse, sehr kleine Intensität gibt, welche auch bei sehr großer Expositionszeit keine erkennbare Wirkung auf die Platte ausübt.

Ist die Grenze der Vorbelichtung überschritten, und verstärkt man die Belichtung graduell, so findet auch eine graduelle Vermehrung des Silberniederschlags statt, die, falls man nicht wirkliche Messungen anstellt, der Belichtung proportional zu verlaufen scheint, bis man sich dem Maximum der Dichtigkeit des Niederschlags genähert hat. Es beginnt dann die Zunahme der Dichtigkeit immer geringer zu werden und schließlich gänzlich aufzuhören, wenn nämlich alle Körner reduziert sind. Verstärkt man die Belichtung immer mehr, so fängt wieder eine gewisse Aufhellung des Niederschlags an, die Zahl der reduzierbaren Teilchen wird immer geringer, bis schließlich nur noch ein schwacher Schleier übrig bleibt; es ist dann der höchste Grad der sogenannten Solarisation erreicht. Derselbe tritt ein, wenn die Belichtung das normale Maß um viele tausendmal überschritten hat; bei noch weiterer Verstärkung der Belichtung beginnt auch wieder eine Verstärkung des Niederschlags bis zu einem gewissen Maximum, dessen Dichtigkeit aber beträchtlich geringer ist, als die des normalen Maximums; es folgt dann wieder ein Minimum usw., aber in immer schwächerer Ausprägung. Über die Ursache und das eigentliche Wesen der Solarisation ist man noch durchaus im unklaren, obgleich auch hierfür viele Hypothesen aufgestellt sind; aber eins lehrt der Vorgang der Solarisation, was für die photographische Photometrie von hoher Bedeutung ist, mit Sicherheit, daß die Dichtigkeit des Silberniederschlags oder mit andern Worten die Kraft des photographischen Bildes durchaus nicht der Belichtungsdauer proportional verläuft, sondern eine komplizierte periodische Funktion derselben ist.

Infolge nicht genügender Vertrautheit mit der photographischen Technik entstehen vielfach Fehler, wie Schleier, Flecken usw. auf den Platten; es ist hier nicht der Ort, Verhaltungsmaßregeln zu deren Verhütung zu geben, sondern es muß in dieser Beziehung auf die zahlreichen Lehrbücher der photographischen Technik verwiesen werden. Hier soll nur einer störenden Erscheinung Erwähnung geschehen, die auf physikalischer Grundlage beruht und im Auftreten von Ringen um besonders stark belichtete Stellen der Platte besteht und sich bei der Aufnahme sehr heller Sterne bei längeren Belichtungszeiten stets einstellt.

Wie Fig. 110 zeigt, befindet sich um das verwaschene Bild des hellen Sterns ein Ring, dessen innere Begrenzung scharf ist, während er nach außen ganz allmählich verläuft.

Die Erscheinung kommt folgendermaßen zustande. In Fig. 111 sei ein Stück des Querschnitts einer photographischen Platte dargestellt; die obere dicke Linie bedeute den Querschnitt durch die empfindliche Schicht. Der Punkt A sei der beleuchtete Punkt, z. B. das Bild eines hellen Sterns. Da die Schicht nicht durchsichtig, sondern nur durchlässig ist, wie eine Milchglasscheibe, so ist der Punkt A als Lichtquelle zu betrachten, die ihre Strahlen nach allen Richtungen hinsendet, also auch nach der Rückseite der Platte hin. Die Strahlen AB, AC, AD treten aus der Platte gebrochen aus, wie dies z. B. bei den Strahlen AC und AD gezeichnet ist; ein gewisser Betrag wird auch reflektiert, wie CC_2 und DD_2, aber der Betrag dieses reflektierten Lichts ist zu gering, als daß er auf die empfindliche Schicht einwirken könnte. Anders wird das aber, wenn die Strahlen so schräg auf die Rückseite auffallen, daß der Winkel der Totalreflexion erreicht ist, wie dies beim Strahle AE angenommen ist; dann wird das gesamte Licht reflektiert, erreicht bei E_1 wieder die empfindliche Schicht und bewirkt hier eine Schwärzung der Platte; der Beginn dieser Schwärzung ist ein scharfer, weil die Totalreflexion auch plötzlich bei einem bestimmten Winkel beginnt. Die noch schräger auffallenden Strahlen werden ebenfalls total reflektiert; ihre Wirkung wird aber allmählich immer geringer, einmal weil die Entfernung von dem scheinbaren Ausgangspunkt der Strahlen A_1 immer größer wird, dann aber auch, weil sie immer schräger auf die empfindliche Schicht auffallen. Die Dimensionen des Ringes lassen sich leicht ausrechnen.



Fig. 110.

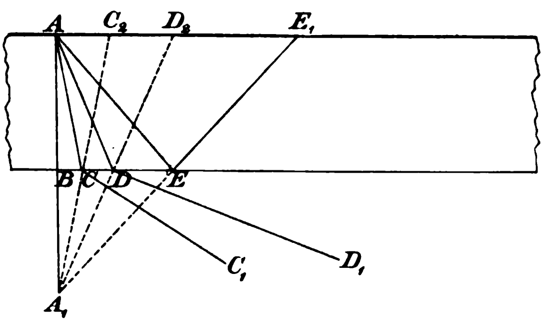


Fig. 111.

Bezeichnet man mit n den Brechungskoeffizienten von Licht gegen Glas, dann ist der Grenzwinkel der Totalreflexion R gegeben durch $\sin R = \frac{1}{n}$; bezeichnet man ferner den inneren Halbmesser des Ringes AE_1 mit ρ und mit e die Dicke der Glasplatte (AB), so läßt sich aus der Figur ohne weiteres entnehmen, daß $\rho = 2e \operatorname{tg} R$ oder $\rho = \frac{2e}{\sqrt{n^2 - 1}}$ ist. Für die blauen, photographisch wirksamen Strahlen kann man n zu $^3/_2$ annehmen, und hieraus ergibt sich $2\rho = 3{,}58 \cdot e$, d. h. der innere Durchmesser des Ringes ist stets $3^1/_2$ mal so groß als der Durchmesser der Glasplatte.

Nach dieser Erklärung ist es leicht, ein Mittel zur Vermeidung der Ringe oder Halos anzugeben; man braucht die Rückseite der Platte nur mit einer Schicht zu versehen, welche nahe denselben Brechungskoeffizienten wie Glas hat, dann treten die Strahlen sämtlich aus der Glasplatte in diese Schicht hinein, und gleichzeitig muß diese Schicht so beschaffen sein, daß sie alle in sie eindringenden Strahlen durch Absorption vernichtet. Man hat verschiedene Stoffe, welche diese beiden Eigenschaften besitzen; empfehlenswert ist eine Mischung von Nelkenessenz (n = 1,52) und Zimtessenz (n = 1,61), welche rot gefärbt oder mit Ruß versetzt ist. Vor dem Entwickeln muß diese Schicht natürlich entfernt werden.

Die Herstellung guter Reproduktionen von Himmelsaufnahmen bietet besondere Schwierigkeiten. Bei großer Auflage der Reproduktion bleibt nichts anderes übrig, als eins der photomechanischen Druckverfahren zu benutzen; aber es ist nicht möglich, allgemeine Ratschläge über die Wahl des Verfahrens zu geben, da dasselbe von dem zu vervielfältigenden Objekt und ganz besonders auch von der Leistungsfähigkeit der betreffenden Kunstanstalt abhängt. Während manche der früher angewandten Druckverfahren für gewisse Zwecke, z. B. zur Reproduktion von Landschaften, Porträts, Mikrophotographien u. dgl. sehr gut brauchbar sind, hat sich keins derselben für astronomische Aufnahmen bewährt. Die zarten Übergänge, wie sie sich z. B. in den Negativen von Nebelfleckaufnahmen vorfinden, werden hart und unwahr; alle feineren Objekte, wie die schwächsten Sterne, gehen verloren. Am besten bewährt sich für astronomische Zwecke die Heliogravüre; in vielen Fällen gibt auch noch das neuerdings so sehr in Aufschwung gekommene Rasterverfahren, welches sehr viel billiger ist, gute Resultate. Dieses Verfahren ist bei den Tafeln dieses Buches in Anwendung gekommen.

Für wirklich getreue Darstellungen bleibt nur das direkte Kopierverfahren übrig, wobei in Frage treten die Diapositive auf Glas, Kopien auf Aristopapier, gewöhnlichem Albuminpapier und — nur bei Vergrößerungen — Bromsilberpapier.

Die Diapositive nehmen entschieden den ersten Rang ein. Man verwendet hierzu möglichst feinkörnige unempfindliche Platten oder die neuer-

dings unter dem Namen Diapositivplatten in den Handel gebrachten Platten. Das Kopieren geschieht wie bei Papier im Kopierrahmen, bei nicht zu unempfindlichen Platten am besten mit einer Kerze oder Petroleumflamme in einigen Meter Abstand. Bei der Herstellung von Diapositiven empfiehlt es sich, in allen Fällen etwas stärker zu belichten, als unbedingt notwendig ist, und einen gedämpften Entwickler zu benutzen. Die hellsten Stellen müssen vollständig glashell bleiben, die dunkelsten gegen Tageslicht undurchsichtig erscheinen.

Durch ein etwas umständliches und schwieriges Verfahren, welches große Geduld verlangt, nämlich durch fortgesetztes Umkopieren, kann man auf dem Negativ kaum sichtbare Objekte schließlich recht kräftig erhalten. Wenn es sich z. B. darum handelt, einen ausgedehnten schwachen Nebelfleck, der auf dem Negativ als ein undeutlich begrenzter Schleier erscheint, nach Möglichkeit zur Sichtbarkeit zu bringen, so verfährt man folgendermaßen. Zunächst wird das Negativ durch Quecksilberchlorid und Ammoniak verstärkt. Dann kopiert man bei sehr schwachem Licht — Expositionszeit eine Stunde und mehr — ein schwaches Diapositiv, auf welchem die dunkelste Stelle des Negativs noch glashell erscheint; der Hintergrund im Positiv hat dann dieselbe Schwärzung wie diese dunkelste Stelle im Negativ. Durch Verstärkung des ersten Positivs wird die glashelle Stelle nicht affiziert, wohl aber wird der Hintergrund dunkler, der Kontrast also vermehrt. Von dem ersten Positiv wird in gleicher Weise ein zweites Negativ hergestellt und verstärkt, von diesem ein zweites Positiv usw. Die Schwierigkeit des Verfahrens beruht im wesentlichen auf der Einhaltung der richtigen Expositionszeit resp. auf der Ausgleichung derselben durch die Entwicklung. Nur so lange, als die am wenigsten belichtete Stelle noch glashell bleibt, hat eine Fortsetzung des Verfahrens Zweck.

Die Anwendung dieses Verfahrens ist, auch vom wissenschaftlichen Standpunkte aus, erlaubt, da ja nur auf rein mechanischem Wege eine Vermehrung des Kontrastes bewirkt wird, ohne Änderung der Formen oder Maße und ohne Dazwischentreten der menschlichen Hand und damit der menschlichen Phantasie. Durch letzteres, durch die Retusche also, verliert die Photographie ihre hohe objektive Bedeutung; sie hat alsdann nur noch den Wert einer Zeichnung, deren Richtigkeit man bezweifeln kann; die Retusche hat von wissenschaftlicher Photographie gänzlich fernzubleiben.

Von den Kopien auf Papier sind nur diejenigen in bezug auf Schärfe mit Diapositiven zu vergleichen, welche auf mit Gelatine überzogenem Papier angefertigt werden, z. B. Aristopapier. Albuminpapier, Platinpapier, Bromsilberpapier besitzen eine grobe Struktur, durch welche die feinsten Details verloren gehen; sie sind daher nur in speziellen Fällen oder bei Vergrößerungen zu empfehlen.

Fünfzehntes Kapitel.

Die optischen Teile der photographischen Instrumente.

Wenn auch die Ansprüche, welche an die optischen Teile der photographischen Instrumente gestellt werden, in bezug auf die Güte der Bilder dieselben sind, wie bei den für die direkte Betrachtung bestimmten, so ergeben sich doch im einzelnen Unterschiede, die durch die Art der Methoden bedingt sind; sie hängen zum Teil davon ab, daß bei beiden Methoden verschiedene Wellenlängen des Lichts in Frage treten, zum Teil aber auch von den Forderungen in bezug auf die Größe des Gesichtsfeldes. Die Besprechung dieser Unterschiede setzt aber die Kenntnis der optischen Eigenschaften der Instrumente für die direkte Beobachtung voraus, und es ist deshalb notwendig, diesen Teil ganz allgemein zu behandeln. Es dürfte dies auch schon aus dem Grunde wünschenswert erscheinen, daß in den populären Astronomien dieser ganze Teil der astronomischen Praxis meistens viel zu kurz behandelt ist. Die Grundsätze für diese Betrachtungen sind bereits im ersten Abschnitt behandelt, und Einzelheiten sind bereits an anderen Stellen, insbesondere im Kapitel der Spektralapparate erwähnt. Die Punkte, auf die es bei derartigen Betrachtungen ankommt, sind 1. Schärfe der Abbildung sowohl in der optischen Achse als außerhalb derselben, 2. Lichtstärke der Abbildungen in der optischen Achse und außerhalb derselben, 3. natürliche Verzeichnung oder natürliche Distorsion der Abbildungen außerhalb der optischen Achse. Als Fehler, resp. als beeinträchtigende Faktoren treten auf: 1. die chromatische Aberration (nur bei Objektiven, nicht bei Spiegeln), 2. die sphärische Aberration, 3. die Diffraktion, 4. die Reflexion, 5. die Absorption, 6. unregelmäßige Distorsion, 7. Unruhe und Undurchsichtigkeit der Atmosphäre.

Als Ausgangspunkt der Betrachtungen wählen wir die Verhältnisse bei einem ideal guten Objektiv, wie es in der Praxis nicht herstellbar ist. Das Objektiv soll also frei sein von chromatischer und sphärischer Aberration und unregelmäßiger Distorsion, es soll kein Licht absorbieren, und seine Flächen sollen kein Licht reflektieren; die Beobachtungen sollen außerhalb unserer Atmosphäre vor sich gehen.

Wenn die Lichtstrahlen nur geometrische Linien wären, würden durch ein solches Objektiv alle Strahlen, die von einem unendlich weit entfernten Punkt auf dasselbe fallen, auch in einem unendlich kleinen Punkt, im Brennpunkt, vereinigt; die Helligkeit wäre in diesem Punkt unendlich groß. Da aber die rein geometrische Behandlung der Lichtstrahlen nach der Natur des Lichts ein Unding ist, so kann auch bei idealem Objektiv die Interferenz der Strahlen oder die Diffraktion niemals außer acht gelassen werden und ist daher von Anfang an zahlenmäßig zu berücksichtigen.

Die Abbildung eines Punktes durch ein ideales Objektiv ist daher kein Punkt, sondern eine Diffraktionsfigur, die, wie sich praktisch zeigen und

theoretisch leicht ableiten läßt, aus einem kleinen hellen Scheibchen, mit umgebenden, immer schwächer werdenden Ringen besteht (Fig. 112).

Bezeichnet man die Helligkeit des mittleren Scheibchens mit 1, dann resultieren für die Helligkeiten der Diffraktionsringe die Werte des nebenstehenden Täfelchens.

Diff. Ringe	Intensität.
1. Ring	0,0175
2. „	0,0042
3. „	0,0017
4. „	0,0008
5. „	0,0004
6. „	0,0003

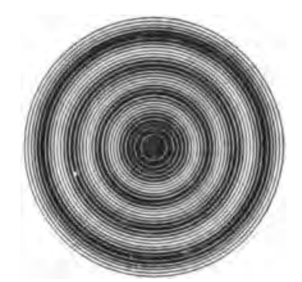


Fig. 112.

Die Intensitäten der Ringe nehmen also sehr schnell ab, schon die Helligkeit des ersten Ringes ist nur $^1/_{60}$ derjenigen des Mittelbildes. Wir können daher vorläufig die Ringe ganz außer acht lassen und als Bild eines Punktes nur das mittlere Scheibchen betrachten. Die Theorie lehrt nun, daß der Durchmesser dieses Scheibchens allein abhängig ist von der Öffnung des Objektivs oder Spiegels, von der Brennweite und von der Wellenlänge der Strahlen. Die Brennweite spielt hierbei nur eine Rolle, wenn man die absolute Größe des Scheibchens in Millimetern kennen will; der Winkelwert des Scheibchendurchmessers hängt nur von der Öffnung und der Wellenlänge ab. Das einfache Gesetz lautet in bezug auf die Öffnung: Die Winkeldurchmesser der Diffraktionsscheibchen verhalten sich umgekehrt propotional wie die Öffnungen. Ein Fernrohr von der doppelten Öffnung liefert also ein Scheibchen vom halben Durchmesser. Mit größerer Wellenlänge wird der Durchmesser größer; für die direkte Betrachtung liefert also ein Fernrohr größere Scheibchen als für die photographische Aufnahme.

Der Durchmesser des Diffraktionsscheibchens im idealen Objektiv ist nun der kleinste Durchmesser, der denkbar ist, da er durch Fehler nur vergrößert werden kann; für die verschiedenen Objektivdurchmesser gibt das folgende Täfelchen die Durchmesser der Diffraktionsscheibchen bei photographischer Abbildung in der ersten Kolumne im Winkelmaß (Bogensekunden), in der zweiten Kolumne in Millimetern unter der Annahme, daß das Verhältnis von Öffnung zu Brennweite 1:10 sei, wie dies bei vielen photographischen Refraktoren der Fall ist. Die absoluten Durchmesser der Scheibchen sind bei gleichem Brennweitenverhältnisse stets einander gleich.

Öffnung	Durchmesser	
in Zentimetern	in Sekunden	in Millimetern
10	2,2	0,011
20	1,1	0,011
30	0,7	0,011
40	0,5	0,011
50	0,4	0,011
100	0,2	0,011

Bei einem größeren Brennweitenverhältnisse bleiben natürlich die Durchmesser in Sekunden ungeändert, die absoluten werden entsprechend vergrößert. Beim Verhältnis 1:15 werden sie $0{,}016^{mm}$, bei 1:20 $0{,}022^{mm}$. (10^{cm} Öffnung.)

Das sind die kleinsten Bilder von Punkten, die ein ideales Objektiv von 10cm Öffnung liefern kann, und zwar nicht bloß in der optischen Achse, sondern auch außerhalb derselben in den Nebenachsen. Diese Bilder würden alle in einer Kugelfläche liegen, die vom Hauptpunkt des Objektivs aus mit der wahren Brennweite geschlagen wäre, d. h. die Brennfläche des Objektivs wäre eine Kugelfläche. Bei einem optischen Fernrohr würde man bei Bildern außerhalb der optischen Achse das Okular ein wenig einschieben müssen, um sie wieder scharf zu sehen. Andere Verhältnisse aber treten ein, wenn mit einem solchen Objektiv photographische Aufnahmen gemacht werden sollen. In Fig. 113 sei O der Hauptpunkt des Objektivs, OA die optische Achse

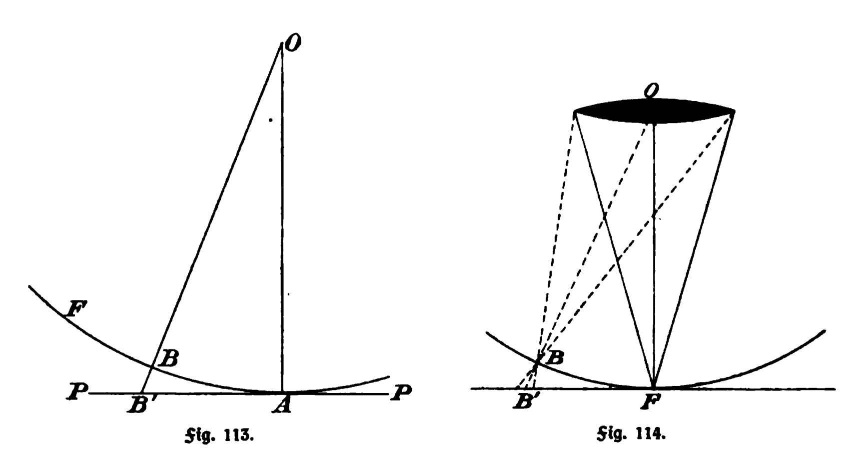


Fig. 113. Fig. 114.

bis zum Brennpunkt A, OB = OA eine Nebenachse, in welcher der Punkt B ebenfalls ein Brennpunktsbild ist. Das Kreisstück ABF ist ein Durchschnitt durch die kugelförmige Brennfläche. Würde man nun eine photographische Platte benutzen können, die eine konkave Kugelfläche mit dem Radius OA = OB darstellte, so würde auf ihr ein Teil des Himmels völlig getreu dargestellt werden; die Winkeldistanz zwischen den beiden Bildern B und A würde genau der Winkeldistanz der betreffenden beiden Sterne am Himmel entsprechen.

Man verwendet nun aber ebene Platten, deren Querschnitt in der Fig. 113 als Tangente am Fokalkreise erscheint. Der außerhalb der optischen Achse befindliche Stern bildet sich also nicht in B ab, sondern in B′, und die Entfernung vom Mittelpunkt B′A ist größer als AB. Es läßt sich ohne weiteres erkennen, daß die Distanzen der Sternbilder auf der ebenen Platte vom Plattenmittelpunkt verhältnismäßig immer größer werden, als sie auf der Kugelfläche sein würden, und zwar, da AB′ die Tangente des Winkels bei O ist, im Verhältnis der Zunahme von der Tangente der Winkel zu den Bogen der Winkel. Die Abbildung des Himmels durch das ideale Objektiv liefert also eine Verzeichnung des Bildes, die sogenannte normale Distorsion, die wegen ihres überaus einfachen Zu-

sammenhanges mit dem Abstande vom Mittelpunkt sehr leicht in Rechnung gezogen wird.

Die normale Distorsion ist indessen mit einem weiteren Übelstand verbunden, der bewirkt, daß die Lichtstärke des photographischen Fernrohrs mit zunehmendem Abstand der Sterne von der optischen Achse abnimmt. Es läßt sich dies leicht aus der Fig. 114 erkennen, in welcher zwei vom Objektiv kommende Strahlenkegel gezeichnet sind. Diese Strahlenkegel vereinigen sich, wie wir wissen, in F und B zu dem denkbar kleinsten Scheibchen; es findet also in der Brennfläche die maximale Dichtigkeit der Lichtstrahlen statt, und zwar überall auf derselben in gleicher Weise: Das ideale Objektiv liefert auf der Brennfläche, also z. B. in F und B, die denkbar größte Lichtstärke. Seitlich der optischen Achse findet aber die Abbildung nicht in der Brennfläche statt, sondern auf der Ebene. Die photographische Platte schneidet mithin den Lichtkegel nicht in der Spitze, sondern nachdem er sich wieder verbreitert hat; sie durchschneidet den Lichtkegel schräg, und die Abbildung der Punkte geschieht in kleinen Ellipsen, deren große Achse nach dem Mittelpunkt gerichtet ist, und deren Durchmesser immer größer wird, je größer der Abstand vom Mittelpunkt wird, weil damit der Abstand von Platte und Brennfläche wächst. Die Lichtstrahlen verteilen sich demnach auf immer größere Flächen, ihre Dichtigkeit nimmt immer mehr ab und damit die Helligkeit der Bilder: Das Objektiv ist außerhalb der optischen Achse lichtschwächer als in derselben.

Wir wollen nun hieran einige Betrachtungen über die Lichtstärke der idealen Objektive schließen, je nach deren Größe und Brennweite, wobei die Lichtstärke für Bilder in der optischen Achse gelten soll. Die Ausführungen müssen für Punkt- und Flächenabbildung getrennt gegeben werden.

1. Die Brennweite bleibt dieselbe, die Objektivöffnung soll variieren.

Wenn man den Durchmesser eines Objektivs vergrößert, so wächst die Fläche des Objektivs mit dem Quadrat des Durchmessers und entsprechend auch die Lichtmenge, welche das Brennpunktsbild enthält. Mit zunehmendem Objektivdurchmesser nimmt aber der Durchmesser des Diffraktionsscheibchens proportional ab, dessen Fläche also ebenfalls mit dem Quadrat, und entsprechend nimmt wieder die Lichtdichtigkeit oder Intensität mit dem Quadrat der Öffnung zu. Beide Wirkungen zusammen führen dahin, daß bei gleichbleibender Brennweite die Lichtstärke des idealen Objektivs für Punktabbildung mit der vierten Potenz der Objektivöffnung zunimmt. Bezeichnet man den Durchmesser des Objektivs mit O, die Intensität oder Helligkeit der Punktbilder mit I und mit c irgend einen Proportionalitätsfaktor, so ist $I = c \cdot O^4$.

Bei der Flächenabbildung spielt der Durchmesser der Diffraktionsscheibchen keine für praktische Zwecke merkliche Rolle, da ja eine Fläche viel größer ist und in ihrer Ausdehnung durch Vergrößerung des Objektivs nicht geändert wird. Es bleibt mithin nur die mit dem Quadrat wachsende

Vermehrung der Flächenhelligkeit übrig. Bezeichnet man die Flächenhelligkeit mit i, so ist also $i = c \cdot O^2$.

2. Die Öffnung des Objektivs bleibt dieselbe, die Brennweite soll variieren.

In diesem Falle bleibt die Lichtmenge, die auf das Objektiv fällt, dieselbe, also auch dieselbe für das Brennpunktsbild. Wächst die Brennweite, so bleibt der Durchmesser des Diffraktionsscheibchens im Winkelmaß derselbe, der lineare Durchmesser nimmt aber proportional zu, die Fläche also mit dem Quadrat; die Lichtdichtigkeit nimmt demnach umgekehrt proportional mit dem Quadrat der Brennweite ab. Bezeichnet man die Brennweite mit f, so ist also $I = c \cdot \frac{1}{f^2}$.

Da der lineare Durchmesser einer Flächenabbildung ebenfalls mit wachsender Brennweite im Quadrat derselben abnimmt, so ist für Flächenabbildung der Ausdruck derselbe wie für Punktabbildung; es ist mithin $i = c \cdot \frac{1}{f^2}$.

3. Variieren sowohl Brennweite als Öffnung, so lassen sich beide Formeln in eine zusammenziehen; es ist daher für punktförmige Abbildung

$$I = c \cdot \frac{O^4}{f^2},$$

für Flächenabbildung

$$i = c \cdot \frac{O^2}{f^2}.$$

Bei Flächenabbildung gilt mithin das einfache Gesetz, daß die Instrumente, so lange das Verhältnis von Öffnung zu Brennweite dasselbe ist, alle gleich lichtstark sind, gleichgültig, welche absolute Größe sie besitzen.

Zwei Zahlenbeispiele werden genügen, um die Lichtstärkenverhältnisse von Fernrohren mit idealen Objektiven völlig klarzustellen.

1. Die Lichtstärke eines idealen Objektivs von 10^{cm} Öffnung und $1{,}5^{m}$ Brennweite für punktförmige Abbildung werde als 1 bezeichnet. Wie groß ist die entsprechende Lichtstärke eines Objektivs von 50^{cm} Öffnung und $7{,}5^{m}$ Brennweite? O ist also 5mal so groß und f ebenfalls. Die Lichtstärken beider Fernrohre verhalten sich wie $\frac{5^4}{5^2} = 5^2 = 25$. Das große Fernrohr ist demnach für Sterne 25mal lichtstärker. Für die Flächenhelligkeit resultiert aber keine Vermehrung der Lichtstärke, da das Verhältnis von Öffnung zu Brennweite bei beiden Instrumenten dasselbe ist.

2. Wie groß ist die Lichtstärke eines Fernrohrs von 20^{cm} Öffnung und 6^{m} Brennweite gegenüber dem zugrunde gelegten Fernrohr von 10^{cm} Öffnung und $1{,}5^{m}$ Brennweite? Es ist $I = \frac{2^4}{4^2} = \frac{16}{16} = 1$. Beide Fernrohre sind also gleich lichtstark. Für die Flächenhelligkeit haben wir $i = \frac{2^2}{4_2}$

$= \frac{4}{16} = \frac{1}{4}$. Das größere Fernrohr hat also für Flächenabbildung nur den vierten Teil der Lichtstärke wie das kleine.

Ideal gute Objektive sind, wie ja schon die Bezeichnung sagt, praktisch nicht herstellbar; es ist aber klar, daß es das Bestreben der Optiker sein muß, den idealen Verhältnissen möglichst nahe zu kommen. Das ist aber nur möglich, wenn man die speziellen Zwecke, für welche ein Objektiv benutzt werden soll, berücksichtigt, wenn man also in der einen Beziehung etwas möglichst Vollkommenes herstellt, unter Verschlechterung mehr nebensächlicher Momente. Will man z. B. von hellen Sternen möglichst kleine und scharfe achromatische Bilder benutzen, und kann man dies durch Zusammensetzung eines Objektivs aus vier Linsen besser erreichen als mit zwei Linsen, so wird man ein vierfaches Objektiv verwenden, trotz des beträchtlich größeren Lichtverlustes wegen Absorption und Reflexion.

Die Unvollkommenheiten der Objektive bestehen wesentlich in nicht genügender Achromasie und in sphärischer Aberration, welche beide bewirken, daß bei Punktabbildung das kleinste Scheibchen merklich größer ist, als das Diffraktionsscheibchen; ferner in Lichtverlust durch Absorption und Reflexion.

Die Geschichte des Fernrohrs lehrt, wie es allmählich gelungen ist, einzelne dieser störenden Faktoren möglichst unschädlich zu machen, und wie es die fortschreitende Technik fertig brachte, die mit der Größe der Fernrohre stark wachsenden Schwierigkeiten der guten Herstellung zu überwinden. Die Objektive der ersten Fernrohre von geringer Öffnung waren als einfache Linsen mit starker sphärischer und chromatischer Aberration behaftet; die Bilder waren infolgedessen so unscharf, daß eine starke Okularvergrößerung nicht möglich war, nach welcher aber naturgemäß ein starkes Bedürfnis vorlag. Da erkannte man, daß bei sehr großer Brennweite, also sehr schwachen Krümmungen der Objektivlinse, die Einflüsse der sphärischen und chromatischen Aberration viel weniger hervortraten, und nun erreichte man starke Vergrößerungen durch außerordentlich große Brennweiten bei geringer Okularvergrößerung. So entstanden die monströsen Fernrohre der Astronomen des 17. Jahrhunderts, Fernrohre, die bei einer Länge von 40 Meter und mehr eine Öffnung von nur wenigen Zentimeter besaßen. Aus dem gleichen Bedürfnisse wurden zu Anfang des 18. Jahrhunderts durch Newton die Spiegelteleskope eingeführt, bei denen die sphärische Aberration zwar nicht zu beseitigen war, die aber dafür gänzlich frei von chromatischer Aberration waren; auch sie konnten zunächst nur in kleinen Dimensionen ausgeführt werden. Um die Mitte des 18. Jahrhunderts fand ein bedeutender Fortschritt durch die Konstruktion der sogenannten achromatischen Objektive statt, bei denen die chromatische Aberration zum größten Teile unschädlich gemacht war und auch die sphärische Aberration beträchtlich vermindert wurde.

Mit dem zunehmenden Fortschritt wuchs auch das Bedürfnis nach vermehrter Lichtstärke, um den Kreis der Untersuchungen immer weiter ausdehnen zu können; aber mit der Größe der achromatischen Objektive war man wegen der technischen Schwierigkeiten in der Herstellung der Gläser bald an einer Grenze angekommen. Weit weniger Schwierigkeiten bot die Herstellung von sphärischen Metallflächen, und der Energie Herschels gelang es, im letzten Viertel des 18. Jahrhunderts jene mächtigen Spiegelteleskope herzustellen, die einen ganz neuen Einblick in das Weltall lieferten. Während diese Spiegelteleskope zunächst nun die Herrschaft behielten, wurde fortgesetzt an der Vervollkommnung der achromatischen Objektive gearbeitet, bis in ganz allmählichem Fortschritt, wesentlich durch Fraunhofer und seine Nachfolger, um die Mitte des 19. Jahrhunderts Achromaten von 40 cm Öffnung hergestellt wurden, die die großen und unbehilflichen Spiegelteleskope schon übertrafen. Bis heute hat der Siegeszug der großen achromatischen Fernrohre, deren größtes zurzeit eine Öffnung von 120 cm besitzt, angedauert; aber schon sind die Anzeichen vorhanden, daß, wenigstens in der Himmelsphotographie, eine neue Aera der Spiegelteleskope beginnt, und das ist folgendermaßen zu begründen.

Schon jetzt gelingt es trotz der großen Fortschritte der Technik nicht mehr, die großen Glasmassen, aus denen die Objektive gearbeitet sind, ganz homogen herzustellen; selbst bei der sorgfältigsten Abkühlung können Temperaturunterschiede an den verschiedenen Stellen nicht vermieden werden, und hierdurch entstehen Spannungen im Glase, die bewirken, daß der Brechungskoeffizient von der Mitte bis zum Rande variiert. Die Folge hiervon sind starke sphärische Aberrationen, die nur dadurch behoben werden können, daß man bei einer der vier Flächen des Objektivs von der sphärischen Form absieht, ihr durch Retusche eine, unter Umständen recht komplizierte Form gibt, die, durch Versuche ermittelt, die Strahlen zur möglichsten Vereinigung im Brennpunkte zwingt. Diese jetzt schon kaum noch überwindbaren Schwierigkeiten wachsen bei noch weiterer Vergrößerung der Dimensionen in nicht übersehbarer Weise.

Dabei darf nicht vergessen werden, daß die unvollkommene Achromasie gerade bei den größten Fernrohren starke Unbequemlichkeiten herbeiführt, die ja in besonders krasser Weise durch den Umstand hervortreten, daß ein für die direkte Beobachtung achromatisiertes Fernrohr nicht zu photographischen Zwecken benutzt werden kann, und umgekehrt.

Die Hohlspiegel sind vollständig achromatisch, ihr Brennpunkt ist derselbe für optische und photographische Benutzung; das ist ein ganz gewaltiger Vorzug vor den Objektiven. Ein weiterer Vorzug ist die verhältnismäßige Leichtigkeit ihrer Herstellung in großen Dimensionen, da nur eine einzige Fläche in Frage kommt. Auch in bezug auf Lichtstärke dürften sie in erster Linie stehen, sofern sie aus versilbertem Glase hergestellt sind. Der Lichtverlust bei Reflexion auf gut poliertem Silber beträgt etwa 5%, die Objektive haben allein durch Reflexion einen Lichtverlust von mindestens

10% und von etwa 18% bei nicht verkitteten Linsen, und dazu kommt der Lichtverlust durch Absorption. Während nun bei achromatischen Objektiven auch die sphärische Aberration gering ist, und, wie wir gesehen haben, selbst bei den größten Linsen durch Retusche fast ganz beseitigt werden kann, besitzen die sphärischen Spiegel eine recht beträchtliche sphärische Aberration. Es ist schon seit langem bekannt, daß parabolische Spiegel frei von sphärischer Aberration sind, somit kommen letztere, bei sonst guter Ausführung, dem idealen Objektiv am nächsten. Die Herstellung guter parabolischer Spiegel ist aber bis vor wenigen Jahren in größeren Dimensionen nicht ausführbar gewesen, und erst in neuester Zeit hat man auch in dieser Beziehung durch die Korrektion sphärischer Spiegel in parabolische einen großen Fortschritt erzielt. Schon sind auf diese Weise Resultate in bezug auf die Gestalt der Nebelflecke erreicht worden, die dasjenige, was die Refraktoren zu bieten vermögen, beträchtlich überflügelt haben, und es darf mit Recht den großen Spiegelteleskopen die Beherrschung der Zukunft vorausgesagt werden.

Zurzeit aber spielen die Refraktoren, besonders die photographischen Refraktoren die Hauptrolle, wir wollen daher im einzelnen ihre Fehler gegenüber den idealen Objektiven besprechen.

Achromatische Fehler. Bei zweilinsigen Objektiven kann man zwei Strahlen von verschiedener Wellenlänge oder Farbe im Brennpunkt zur Vereinigung bringen. Die Vereinigungsweiten der anderen Strahlen in bezug auf diese beiden beliebig gewählten sind dann nur von den Brechungskoeffizienten der beiden Glassorten, Flint und Crown, abhängig, können also, wenn die Wahl der Glassorten entschieden ist, nicht mehr geändert werden. In bezug auf die Konstruktion eines für optische Beobachtungen geeigneten Objektivs ist auf S. 86 zu verweisen, wo alle in Betracht kommenden Zahlenangaben gemacht sind. Soll dieses Objektiv zu photographischen Aufnahmen benutzt werden, so ist folgendes abzuleiten. Die Maximalempfindlichkeit der photographischen Platten liegt bei $H\gamma$ (Wellenlänge 0,43 μ), und die Empfindlichkeit überhaupt reicht von F an bis weit ins Ultraviolett hinein, wobei praktisch die Grenze bei $H\varepsilon$ angenommen werden kann. Man hätte also zunächst die Platte 8^{mm} hinter den optischen Brennpunkt zu setzen, dann würden die Brennpunkte von F 8^{mm} vor der Platte, von $H\varepsilon$ 14^{mm} hinter der Platte liegen; die Durchmesser der entsprechenden chromatischen Abweichungskreise betragen hierfür $0{,}4^{mm}$ und $0{,}9^{mm}$. Man erhält also statt der kleinen Diffraktionsscheibchen Scheiben von nahe 1^{mm} Durchmesser, auf welche sich das Licht verteilen muß; das Objektiv ist demnach für photographische Aufnahmen gänzlich unbrauchbar.

Bei einem zu photographischen Zwecken bestimmten Objektiv wird man gänzlich andere Strahlen zur Vereinigung bringen, nämlich diejenigen der Maximalempfindlichkeit. Als Beispiel soll hier der photographische Refraktor des Potsdamer Observatoriums von $3{,}4^{m}$ Brennweite und 33^{cm} Öffnung gewählt werden. Bei demselben sind die Strahlen

von $H\gamma$ (0,434 μ) und $H\varepsilon$ (0,397 μ) vereinigt. Die Abweichungen der Brennpunkte für die dazwischen gelegenen Strahlen (Maximum der Wirksamkeit) sind verschwindend gering; erst von F werden sie merklich, wo sie 2,5^{mm} erreichen, entsprechend einem Durchmesser der Scheibchen von 0,25^{mm}, bis zu welchem Betrage also auch bei diesem Instrument die Sternbildchen anwachsen können, aber nur bei helleren Sternen oder sehr langen Expositionszeiten. Für die optischen Strahlen werden die Abweichungen außerordentlich groß, wie aus dem folgenden Täfelchen zu ersehen ist:

Fraunhofersche Linien	Differenz der Brennpunkte	Durchmesser der chrom. Kreise
$H\gamma$	0,0	0,0
F	+ 2,5	0,25
b	+ 6,5	0,65
D	+ 13,3	1,33
C	+ 17,2	1,72

Dieses Objektiv ist demnach für optische Zwecke gänzlich unbrauchbar; ebenso können auch farbenempfindliche Platten bei demselben nicht benutzt werden.

Bei den drei- oder vierlinsigen Objektiven ist infolge der vielen zur Verfügung stehenden Flächen eine sehr viel vollständigere Achromasie zu erreichen. Man kann hierbei leicht den größten Teil aller Strahlen von C bis ins Ultraviolett sehr nahe vereinigen, so daß optischer und photographischer Brennpunkt zusammenfallen; sie eignen sich für direkte Beobachtung sowohl als auch für die Photographie, und farbenempfindliche Platten sind mit Vorteil zu verwenden.

Da die großen Objektive bekanntlich sehr kostspielig sind, so hat es einigermaßen lange gedauert, bis man sich zur Konstruktion von photographischen Objektiven entschließen konnte, die für optische Zwecke gänzlich unbrauchbar waren. Man hat daher versucht, die vorhandenen optischen Objektive, ohne ihnen ihren Charakter zu nehmen, für photographische Zwecke brauchbar zu machen. Hierzu sind verschiedene Möglichkeiten gegeben. Es ist sowohl theoretisch wie praktisch festgestellt worden, daß bei optischen Objektiven die chromatischen Abweichungen für die photographischen Strahlen verringert werden, wenn man den Abstand zwischen den beiden Objektivlinsen vergrößert. Die hierdurch zu erzielende Verbesserung ist indessen doch recht gering und kann nicht als eine wesentliche bezeichnet werden. Sehr gute Resultate sind dagegen durch das Zufügen von Korrektionslinsen erreicht worden. Setzt man eine für diesen Zweck berechnete Korrektionslinse vor das Objektiv, so erhält man eine vorzügliche Achromasie für die photographischen Strahlen; allerdings ist diese Linse, da sie so groß wie das Objektiv sein muß, ebenfalls sehr teuer; sie kostet etwa halb soviel als das Objektiv; ferner findet hierdurch eine sehr starke Verkürzung der Brennweite statt, durch welche besondere mechanische Vorrich-

tungen am Fernrohr nötig werden. Sehr viel billiger und bequemer sind Korrektionslinsen, die, aus zwei oder mehr Glassorten zusammengesetzt, nahe vor dem Brennpunkte eingeschaltet werden; sie sind also klein und verhältnismäßig billig, haben aber den Nachteil, daß sie nur ein relativ kleines Gesichtsfeld geben, also nur zu bestimmten Zwecken, besonders zu spektroskopischen, geeignet sind. Diese Korrektionslinsen finden jetzt auch Anwendung in umgekehrter Beziehung; sie werden in die photographischen Refraktoren eingesetzt, um letztere zu optischen Zwecken verwendbar zu machen.

2. **Lichtverlust durch Reflexion und Absorption.** Man bezeichnet Glas allgemein als durchsichtig, und tatsächlich gehört dasselbe auch zu den durchsichtigsten Körpern, welche wir kennen; es ist aber keineswegs absolut durchsichtig. Das läßt sich schon ohne Hilfsapparate beim gut polierten weißen Spiegelglase oder optischen Glase in der Durchsicht gegen eine helle Fläche erkennen. Es entsteht beim Durchgang von Licht durch ein durchsichtiges Medium zunächst ein Verlust durch die Reflexion. Im 1. Kapitel, S. 27, sind die bei der Reflexion auftretenden Erscheinungen angegeben. Hiernach läßt sich der Lichtverlust an einer reflektierenden Fläche bei senkrechtem Einfall der Strahlen aus dem Brechungskoeffizienten n berechnen nach der Formel $S_1 = S_0 \left(\frac{n-1}{n+1}\right)^2$. Da bei Fernrohrobjektiven die Krümmungen der Flächen nicht groß sind, so läßt sich diese einfache Formel ohne merkliche Fehler zur Berechnung der Reflexionsverluste anwenden, wobei nur zu beachten ist, daß die damit erhaltenen Zahlen Minimalwerte darstellen. Die Erfahrung hat nämlich gelehrt, daß die Reflexion gewöhnlich etwas stärker ist, besonders je älter die betreffende Fläche wird; nur unmittelbar nach der Politur ist Übereinstimmung zwischen Berechnung und Experiment vorhanden.

Bei einem gewöhnlichen Fernrohrobjektiv, welches nur aus einer Crown- und einer Flintglaslinse, die nicht verkittet sind, zusammengesetzt ist, findet Reflexion an 4 Flächen statt. Die Brechungskoeffizienten sind für Flint 1,64, für Crown 1,53, die entsprechenden Reflexionskoeffizienten nach obiger Formel 0,058 und 0,044, d. h. im Mittel findet bei jeder Fläche ein Lichtverlust von rund 5% statt. Im ganzen gehen infolge der Reflexionen am Objektiv 19% verloren, also nahe der fünfte Teil des Gesamtlichts. Die Größe des Objektivs spielt hierbei keine Rolle, wohl aber in betreff der **Absorption.**

Bei großen Objektiven kann der Lichtverlust durch Absorption sehr beträchtlich werden, da die letztere mit der Dicke der Gläser zunimmt. Allgemeine Angaben sind bei der Berechnung der Absorption indessen recht unsicher, da die Absorptionskoeffizienten bei den verschiedenen Glassorten stark differieren und in sehr hohem Maße von der Wellenlänge des durchgehenden Lichts abhängen, so daß man die Berechnung für optische und für photographische Objektive getrennt durchführen muß.

Als Beispiel mögen die folgenden, für ein großes Objektiv gefundenen Zahlen dienen:

Die Absorptionskoeffizienten oder Verlustprozente, für eine Dicke von 10 cm gültig, sind

optische Strahlen		photographische Strahlen	
Flint	Crown	Flint	Crown
16%	15%	38%	31%

Bei einem Objektiv von 10 cm Gesamtdicke, entsprechend einem Durchmesser von 60 cm bis 70 cm, tritt ein Lichtverlust durch Absorption allein von 16% bei direkter Beobachtung, von 35% bei photographischer Aufnahme ein. Die Verhältnisse liegen also für letztere sehr viel ungünstiger als für direkte Beobachtung. Rechnet man die Verluste durch Reflexion hinzu, so folgt als Gesamtlichtverlust bei einem großen Objektiv: für optische Beobachtung über 30%, für photographische Aufnahmen ungefähr 50%, d. h. die Hälfte des Lichts geht verloren. Mit wachsender Größe des Objektivs nimmt der Absorptionsverlust immer mehr zu, und es wird schließlich eine Grenze erreicht, oberhalb welcher eine weitere Vergrößerung des Objektivs keinen Gewinn an Licht mehr gewährt. Eine solche Grenze würde schon sehr bald eintreten, falls man die in kleineren Dimensionen für die Photographie so vorzüglichen vierlinsigen Objektive, mit teilweise relativ sehr bedeutender Glasdicke, zur Konstruktion von größeren Fernrohren verwenden wollte.

Außerordentlich viel günstiger verhalten sich die Spiegel gegenüber den Lichtverlusten. Eine frisch polierte Silberschicht auf Glas reflektiert optisch etwa 95%, photographisch etwas weniger; auch bei längerer Benutzung, deren Dauer von klimatischen Verhältnissen und vom Schutz der Silberschicht abhängt, würde der Lichtverlust nicht mehr als 10% betragen. Dazu kommt der sehr wichtige Umstand, daß der Lichtverlust unabhängig von der Größe ist; es ist in dieser Beziehung gar keine obere Grenze gegeben. Eine Unbequemlichkeit bietet nur die mehr oder weniger häufig notwendig werdende Neuversilberung und Polierung des Spiegels.

Die Wirkungen der Atmosphäre. Unsere Atmosphäre ist ein optisches Medium und als solches ein integrierender Bestandteil eines jeden Fernrohrs, dabei aber von sehr komplizierter und wechselnder Struktur, den wir in jedem Moment nehmen müssen, wie er gerade gegeben ist. Die Luft ist nun durch den wechselnden Gehalt an Staub und kleinsten Wassertröpfchen Trübungen ausgesetzt, die auf die hindurchgehenden Lichtstrahlen schwächend wirken; gleichzeitig findet eine Absorption statt in den die Atmosphäre zusammensetzenden Gasen, vor allem dem Wasserdampf, der Kohlensäure und dem Ozon. In welcher Weise hierdurch für die optischen Strahlen die Extinktion des Lichts entsteht, und in welchem mittleren Betrage sie in die Beobachtungen eingeht, ist ausführlich auf S. 238 auseinandergesetzt. Mit abnehmender Wellenlänge nimmt die Extinktion

merklich zu, wie ebenfalls a. a. O. gezeigt wurde, und folglich ist sie für die in der Photographie wesentlich wirksamen blauen und violetten Strahlen stärker als für die optischen. Man kommt der Wahrheit nahe, wenn man den schwächenden Einfluß unserer Atmosphäre für die photographischen Strahlen doppelt so groß annimmt, als für die optischen. Dieses ungünstige Verhältnis wird noch weiter dadurch verschlechtert, daß naturgemäß auch die Schwankungen in der Durchsichtigkeit etwa doppelt so stark eingehen. Es folgt aus alledem, daß man für photographische Zwecke mit der Auswahl der brauchbaren Nächte bedeutend vorsichtiger sein muß als bei direkten Beobachtungen, sofern es sich um die Durchsichtigkeit der Luft handelt.

Wie bei den direkten astronomischen Beobachtungen, so ist auch bei den photographischen Aufnahmen am Himmel die Luftunruhe ein Faktor, der auf die Güte der Resultate, besonders aber auf die Verwendbarkeit der Aufnahmen zu genauen Messungen, stets von schädlichem Einflusse ist. Die Art der Einwirkung ist aber eine gänzlich andere als bei direkten Beobachtungen und für die verschiedenen Objekte und bei verschiedenen Expositionszeiten beträchtlichen Änderungen unterworfen.

Es ist für die vorliegende Betrachtung vorteilhaft, die Wirkungen der Luftunruhe auf die Fokalbilder von Fernrohren in drei Klassen zu teilen, die sich sowohl bei direkten Beobachtungen als auch bei photographischen Aufnahmen in ihrem Einflusse auf die Messungen und auf die Schärfe der Aufnahmen streng von einander unterscheiden. In jeder dieser Klassen können natürlich alle Stärkegrade der Luftunruhe vorkommen. (Siehe auch S. 91 ff.)

Klasse I. Die Bilder erscheinen völlig scharf, befinden sich auch während längerer Zeiträume — bis zu 10 Sekunden und darüber — in vollständiger Ruhe, bis mit einem Male eine plötzliche Ortsveränderung aller Bilder im ganzen Gesichtsfeld ohne wesentliche Störung der Schärfe stattfindet. Die Ortsveränderung kann mehrere Bogensekunden betragen und hält während mehrerer Sekunden an, bis eine neue Änderung eintritt. Diese Art der Luftunruhe, die bei völlig windstiller Witterung häufig zu beobachten ist, ist für direkte Messungen am Fernrohr die schädlichste; bei Meridianbeobachtungen sind z. B. Deklinationseinstellungen kaum möglich, da bei der langen Dauer der Ortsveränderungen der Beobachter nicht imstande ist, sich ein Urteil über die Mittellage des Bildes zu erwerben. Die Betrachtung von Objekten mit Flächenausdehnung, z. B. der Mondoberfläche, wird nur wenig gestört, da das Gesamtbild während des größten Teils der Zeit völlig scharf und ruhig erscheint.

Klasse II. Die Bilder von Sternen sind im allgemeinen scharf, verändern aber ihren Ort fortwährend mit solcher Geschwindigkeit, daß das Auge den Bewegungen nicht zu folgen vermag. Wenn der Grad der Unruhe nicht zu bedeutend ist, wenn also die Exkursionen der Bilder um ihre Mittellage nicht allzu groß sind, so ist das direkte Messen an Fixsternen nicht so sehr geschädigt, da es verhältnismäßig leicht ist, ein Urteil über

die mittlere Lage des Sterns zu gewinnen. Auf die Beobachtung der Oberflächen von Sonne, Mond oder Planeten wirkt dagegen dieser Luftzustand äußerst störend, da sich die Bilder benachbarter Punkte fortwährend überdecken — allerdings nur scheinbar, da das Auge den Bewegungen nicht zu folgen vermag — und so alle Einzelheiten verschwinden.

Klasse III. Diese Art des Luftzustandes kommt allein wohl niemals vor, sondern nur in Verbindung mit Klasse II. Sie besteht darin, daß die Bilder von Sternen nur sehr selten oder überhaupt gar nicht scharf erscheinen, sondern sich fortwährend aufblähen und dabei die seltsamsten Formen annehmen. Es ist nicht selten zu beobachten, daß die Bilder sich zuweilen bis zu Scheiben von einer halben Bogenminute Durchmesser ausbreiten, wobei natürlich eine derartige Schwächung des Lichts stattfindet, daß selbst hellere Sterne momentan verschwinden.

Die Ursache dieses Phänomens ist in mächtigen Luftschlieren mit gekrümmten Oberflächen zu finden, durch welche die Vereinigungsweite des Fernrohrs bald vergrößert, bald verkleinert wird. Die häufig auftretende Verzerrung der Bilder bei dieser Unruhe entsteht dadurch, daß die Oberfläche der Luftschlieren nicht mehr auf die ganze Ausdehnung des Objektivs als sphärisch zu betrachten ist, so daß die verschiedenen Teile des Objektivs eine verschiedene Änderung der Brennweite erfahren. Die Verzerrungen treten dementsprechend bei großen Objektiven häufiger und stärker auf als bei kleinen. Bei nur einigermaßen starken Graden der Luftunruhe der Klasse III werden sämtliche Arten der direkten Beobachtungen auf das empfindlichste gestört.

Bei photographischen Aufnahmen gestaltet sich der Einfluß der hier kurz charakterisierten Luftzustände folgendermaßen.

Für Aufnahmen von Fixsternen bei langen Expositionszeiten — von einigen Minuten bis zu mehreren Stunden — unterscheiden sich die verschiedenen Arten der Luftzustände nur sehr wenig in ihren Wirkungen. Sobald die Zeitdauer einer Schwingung des Sternbildchens um seine Mittellage zur gesamten Expositionszeit klein ist, fällt das Mittel aller Schwingungen mit der Mittellage zusammen. Die Photographie addiert sämtliche Phasen, und das Resultat besteht in einem verwaschenen Sternscheibchen, dessen Mittelpunkt genau richtig liegt, und dessen Durchmesser um den Betrag der äußersten Sternexkursionen größer ist, als er bei ruhiger Luft sein würde. Die stärkere Verwaschenheit des Scheibchens, sein allmählicher Intensitätsabfall nach dem Rande zu, kommt daher, daß die stärksten Exkursionen natürlich sehr viel weniger häufig auftreten als die schwächeren. Das Aufblähen der Bilder beim Luftzustande III hat im wesentlichen dieselbe Wirkung wie die Schwankungen, nur bedingt es einen viel stärkeren Grad der Ausbreitung, ist also schädlicher.

Die Wirkung der Luftunruhe auf die nachherige Ausmessung einer Fixsternaufnahme ist im Verhältnis zu den direkten Messungen am Fernrohr nur sehr gering. Die Einstellung auf ein größeres, verwaschenes

Scheibchen ist natürlich etwas ungenauer als auf ein kleines, scharfes; aber die durch die Luftunruhe hervorgebrachte Verbreiterung der Scheibchen vermischt sich so mit der natürlichen, auch bei ruhigster Luft eintretenden, daß von einer eigentlichen Schädigung der Messungsgenauigkeit kaum die Rede sein kann. In dieser Beziehung besitzt also die photographische Messung einen bedeutenden Vorzug vor der direkten Messung am Fernrohr. Daß bei sehr eng stehenden Sternen durch die vermehrte Verbreiterung der Scheibchen eine Beeinträchtigung der Messungen eintreten kann, möge hier nur erwähnt sein.

Von viel größerer Bedeutung als auf die Messungen ist der Einfluß der Luftunruhe bei photographischen Sternaufnahmen auf die photographische Lichtstärke des Instruments und auf die Größenbestimmungen der Sterne, worauf bei Gelegenheit der photographischen Photometrie noch genauer einzugehen sein wird.

Bei einer absolut ruhigen Luft gibt es für den kleinsten Durchmesser eines Sternscheibchens eine untere Grenze, die von gewissen Eigenschaften des Objektivs abhängt. Hat man diese untere Grenze experimentell durch fortlaufende Verminderung der Expositionszeit und der Lichtintensität erreicht, so wird bei weiterer Verminderung eines dieser Faktoren der Durchmesser des Scheibchens nicht mehr weiter verkleinert, sondern es tritt nur eine Verminderung der Schwärzung bis zum völligen Verschwinden des Scheibchens ein. Bei unruhiger Luft ist nun das kleinste Scheibchen größer als bei ruhiger, sein Durchmesser wird annähernd um den Betrag der größten Exkursionen vergrößert sein, das Gesamtlicht hat sich auf eine größere Fläche verteilt, seine photographische Wirkung ist also geringer geworden: Die Sichtbarkeitsgrenze bei gegebener Expositionszeit ist herabgedrückt. Nach Untersuchungen, die Scheiner über die Sichtbarkeitsgrenze bei verschiedenen Luftzuständen angestellt hat, beträgt der Lichtverlust durch schlechte Luftzustände (bei völlig durchsichtiger Luft) bis zu 0,75 Größenklassen.

In genau umgekehrter Weise wirkt die Luftunruhe auf die Größenbestimmung bei Aufnahmen von Sternen, die so hell sind, daß bei gegebener Expositionszeit ein völlig geschwärztes größeres Scheibchen entsteht. Durch unruhige Luft wird der Durchmesser des Scheibchens vergrößert; man ist also geneigt, den erzeugenden Stern für heller zu halten als auf Aufnahmen bei ruhiger Luft. Auf diesen Punkt wird bei der Besprechung der Größenbestimmungen auf photographischem Wege ausführlicher eingegangen werden.

Von äußerst schädlichem Einflusse sind alle drei Arten von Luftunruhe auf die Aufnahme der Oberflächen von Mond und Planeten bei langer Expositionszeit. Man erhält durch die Photographie ein mittleres Bild aller während der Exposition stattgehabten Zustände, ähnlich wie durch direkte Beobachtung beim Luftzustande der Klasse II oder III; es ist z. B. nicht möglich, von einem Mondkrater von 10″ Durchmesser ein

brauchbares Bild zu erhalten, wenn derselbe während der Aufnahme um mehr als 3″ hin- und hergeschwankt hat. Die besonders bei Planetenaufnahmen nicht zu entbehrende Anwendung direkter Vergrößerung des Fokalbildes am Fernrohr kann bei unruhiger Luft keine Verbesserung herbeiführen, da die Schwankungen genau so vergrößert werden wie das Objekt selbst. Man kann ohne weiteres behaupten, daß brauchbare Aufnahmen der in Frage stehenden Objekte nur unter in unseren Breiten und Höhenlagen sehr selten vorkommenden, abnorm ruhigen Luftzuständen erhalten werden können.

Der Einfluß der Luftunruhe auf Aufnahmen bei sehr kurzer Expositionszeit ist gänzlich anders als bei langen Expositionen. Hierbei sind unter kurzen Expositionszeiten solche zu verstehen, welche im Verhältnis zur Schwingungsdauer des Bildpunktes so klein sind, daß während dieser Zeit eine merkliche Verschiebung nicht stattfindet. Diese Expositionszeiten kommen praktisch nur in Frage bei Sonnenaufnahmen, wo sie nur nach Tausendsteln der Sekunde bemessen sind.

Beim Luftzustande II werden die einzelnen kleinen Teile des Bildes scharf, aber das Gesamtbild erleidet wellenförmig verlaufende Verzerrungen, die man am besten am Sonnenrande erkennen kann, und die denselben ausgezackt oder als Wellenlinie erscheinen lassen. Für Messungszwecke ist ein solches Bild unter Umständen nicht brauchbar, auch ganz abgesehen von der Schwierigkeit der Einstellung auf den gezackten Sonnenrand: Es kann sehr leicht eintreten, daß das zu messende Objekt, ein kleiner Sonnenfleck oder die Venus- oder Merkurscheibe vor der Sonne, ohne merkliche Verzerrung der Gestalt im ganzen um ein beträchtliches verschoben ist; eine solche Aufnahme gibt dann ein Resultat, welches im Verhältnis zu den eigentlichen Messungsfehlern ganz enorm stark abweicht.

Kommt die Luftunruhe III noch hinzu, so ist es kaum möglich, eine brauchbare Aufnahme zu erhalten, da es sehr unwahrscheinlich ist, daß man gerade einen solchen Moment erfaßt, in dem die Wirkungen der Luftschlieren auf die Änderung der Brennweite sich für das ganze Bild aufheben.

Da gerade bei Sonnenschein die Luft sehr selten ruhig ist, besonders nicht in der Nähe von der Bestrahlung ausgesetzten Gebäuden, und da ferner unter diesen Umständen gerade die Luftunruhe der Klassen II und III vorherrscht, so ist es leicht erklärlich, daß die Aufnahme wirklich guter und scharfer Sonnenbilder nur so sehr selten gelingt.

Wenn auch in einzelnen Fällen, z. B. bei Fixsternaufnahmen, mittlere Grade von Luftunruhe nicht sehr schädlich sind, so ist es doch naturgemäß stets vorteilhaft, für photographische Aufnahmen einen möglichst ruhigen Luftzustand zu wählen, wobei dieselben Regeln geltend sind wie bei direkten Beobachtungen: möglichste Höhe des Gestirns über dem Horizont, möglichst hohe Lage des Observatoriums in waldreicher Gegend, Vermeidung der

Nähe größerer, industriereicher Städte u. dergl. Das sind aber alles Bedingungen, die auch in bezug auf die Durchsichtigkeit der Luft möglichst günstig sind.

Sechzehntes Kapitel.

Die photographischen Fernrohre. Meßapparate. Registriermethoden.

Die Erfindung der lange haltbaren Bromsilberplatten hat unter anderem den großen Fortschritt mit sich gebracht, daß große Expositionszeiten — bis zu 50 und mehr Stunden, im Laboratorium bis zu Monaten und Jahren — verwendet werden und daß die lichtschwächsten Objekte noch zur Darstellung gelangen können. Dadurch werden aber an die astronomischen Instrumente, welche zu langdauernden Aufnahmen am Himmel bestimmt sind, die photographischen Refraktoren und Reflektoren, sehr hohe Ansprüche in bezug auf Exaktheit gestellt. Damit das Bild eines Sterns völlig rund und scharf abgebildet wird, ist erforderlich, daß es auf der Platte während der ganzen Expositionszeit mit einer den astronomischen Messungen entsprechenden Genauigkeit auf derselben Stelle gehalten wird. Nehmen wir hierfür z. B. den Wert von einer Bogensekunde an, so würde dies bei den üblichen photographischen Refraktoren von $3^1/_3{}^m$ Brennweite $0{,}017^{mm}$ betragen. Eine solche Forderung erfüllt aber nicht die beste Montierung und Aufstellung eines Fernrohrs und nicht das beste Uhrwerk. Und selbst wenn dies der Fall wäre, so geben doch die Veränderungen der Refraktion in unserer Atmosphäre infolge von Temperaturveränderungen und besonders der Höhenvariationen der Gestirne über dem Horizont Fehlerquellen, die außerordentlich viel stärker wirken, als der Genauigkeitsforderung entspricht.

Es muß also das menschliche Auge hinzutreten und durch irgend eine Vorrichtung bei starker Vergrößerung einen der abzubildenden Sterne genau auf derselben Stelle der Platte halten. Da man nun auf der Platte keine Marke hat und überhaupt das Bild eines Sterns, es sei denn ein sehr heller, auf derselben nicht sehen kann, so muß eine Nebenvorrichtung vorhanden sein, vermittels deren man während der Exposition den Stern direkt sehen kann. Es besteht dann die Aufgabe des Beobachters darin, vermittels der Feinbewegung des Fernrohrs diesen Stern stets auf einem im Okular befindlichen Fadenkreuz zu halten, also alle Ungenauigkeiten im Gange des Fernrohrs und alle Veränderungen der Refraktion ständig zu korrigieren. Bei der geforderten großen Genauigkeit ist das eine recht schwierige und anstrengende Arbeit, zu der viel Übung gehört. Die Aufmerksamkeit des Beobachters darf keinen Moment nachlassen, denn jede kleine Verstellung, wenn sie auch nur Sekunden dauert, erscheint im Bilde der helleren Sterne als seitlicher Ansatz, der die Schönheit der Aufnahme stört und die Messungsgenauigkeit herabsetzt.

Im Laufe der Zeit sind verschiedene Methoden zum „Halten der Sterne" angewendet worden, bis die jetzt gebräuchliche, die allen Anforderungen an Genauigkeit entspricht, erfunden wurde. Als erste und einfachste Methode bot sich die Benutzung des an jedem Refraktor vorhandenen Suchers dar.

Sind die optischen Achsen von Sucher und Hauptfernrohr parallel, so hat man eine Garantie dafür, daß beim Halten eines Sterns im Fadenkreuz des Suchers das Bild desselben Sterns auch im Hauptfernrohr in der optischen Achse, also auf demselben Punkt der Platte bleibt. Dieser Parallelismus der beiden Fernrohre kann aber nur für einen Punkt des Himmels hergestellt werden; für jeden anderen Punkt bilden die beiden optischen Achsen einen kleinen Winkel mit einander, dessen Betrag von der ganz unvermeidlichen Durchbiegung des Fernrohrs abhängt. Bei kurzen Expositionszeiten kann die Änderung der Biegung eine so geringe sein, daß die von ihr abhängende Ortsveränderung des Bildpunktes auf der Platte unmerklich bleibt, und so lange ist diese Methode des Haltens anwendbar, darüber hinaus aber nicht mehr. Gerade bei der allgemein gebräuchlichen Befestigung des Suchers am Okularende des Fernrohrs ist die Wirkung der Biegung eine sehr beträchtliche; sie geht mit vollem Betrage ein. Sie würde sehr vermindert werden können, nämlich auf die Differentialbiegung zwischen den beiden Teilen des Rohres, welche durch die Deklinationsachse geschieden werden, wenn der Sucher, ebenfalls nahe der Mitte seiner Länge gefaßt, auch an der Deklinationsachse unter gleichzeitiger Befestigung am Hauptrohre angebracht würde, eine Einrichtung, die wegen der damit verbundenen Unbequemlichkeiten nie in Anwendung gekommen, jetzt auch durch eine viel bessere überflüssig geworden ist.

Der Einfluß der Biegung läßt sich leicht klarlegen.

Die untenstehende, stark übertriebene schematische Fig. 115 zeigt die gegenseitige Lage der beiden optischen Achsen bei nahe horizontal gestelltem Fernrohr, nachdem dieselben bei senkrechter Lage einander parallel gestellt worden waren. Es findet eine Biegung des Hauptrohrs um den Aufhängepunkt (Deklinationsachse) statt, infolge deren die Richtung der optischen Achse des Suchers erhöht wird. Bringt man nun den Stern auf das Fadenkreuz des Suchers, so liegt das Bild nicht mehr in der Mitte der Platte, sondern mehr nach unten; hätte man also exponiert von der Stellung eines Sterns im Zenit bis zum Untergange, so würde man auf der Platte eine Linie als Bild des Sterns erhalten haben. Wäre dagegen der Sucher in der Mitte des Rohres angebracht, so würde unter der Annahme einer symmetrischen Durchbiegung der beiden Rohrhälften überhaupt keine Richtungsveränderung zwischen den optischen Achsen von Sucher und Fernrohr

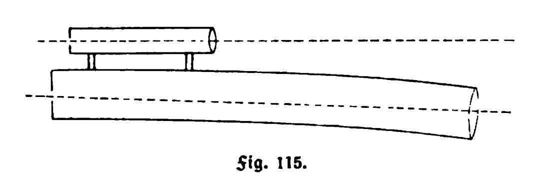


Fig. 115.

entstehen, die Biegung also ohne Einfluß auf die Lage des Bildpunktes sein und nur einen Fehler in der Zentrierung des Objektivs hervorbringen. Bei unsymmetrischer Durchbiegung würde nur die Differenz der beiden Biegungen, also auch ein viel geringerer Betrag als bei Anbringung des Suchers am Okularende, eingehen.

Die Einrichtung, ein anderes, meist größeres Fernrohr als Sucher an Stelle des Gegengewichts auf die Deklinationsachse zu setzen, ist in der Praxis mehrfach getroffen worden. Es gehen hierbei auch nur die Differenzen der Biegungen der beiden Rohre ein; aber dieselben werden im allgemeinen nicht unbeträchtlich sein, wenn die beiden Fernrohre von sehr verschiedener Größe und Konstruktion sind, wie dies meistens der Fall gewesen ist. Neu hinzu tritt der Einfluß der Biegung der Deklinationsachse. Diese Einrichtung, die für viele Zwecke sehr bequem ist, indem sie gestattet, zwei verschiedenartige Instrumente mit einer einzigen Montierung und in einer einzigen Kuppel zu verwenden, ist daher ebenfalls für längere Aufnahmen nicht als geeignet zu bezeichnen.

Die Unmöglichkeit, mit Hilfe eines Suchers brauchbare Aufnahmen von größerer Expositionszeit zu machen, hat zu einer Methode geführt, bei welcher ohne Sucher unter Anwendung des Objektivs des Hauptfernrohrs selbst ein Stern gehalten werden kann, so daß also die Biegung gänzlich eliminiert wird. Diese Methode besteht darin, neben der Kassette ein Okular mit Fadenkreuz anzubringen, in welchem ein seitlich gelegener Stern gehalten wird. Sie hat, was die Forderung angeht, das Bild eines Sterns genau auf demselben Punkt der Platte zu halten, zu sehr guten Resultaten geführt, ist aber in der bisherigen einfachen Form nicht allgemein anwendbar, sondern nur bei Objektiven, welche für die optischen Strahlen achromatisiert sind. Mit derartigen Objektiven sind aber aus anderen, früher auseinandergesetzten Gründen gute Aufnahmen überhaupt nicht zu erhalten — abgesehen von den kleineren mehrlinsigen Objektiven, welche gleichzeitig für die optischen und die photographischen Strahlen korrigiert sind —, sondern man verwendet heute in der Himmelsphotographie nur noch für die chemischen Strahlen achromatisierte Objektive, und die von diesen gelieferten optischen Bilder sind so schlecht, daß es ganz unmöglich ist, dieselben exakt auf einem Fadenkreuz zu halten. Es ist jedoch denkbar, ein Okular so zu konstruieren — durch Verbindung mit einem Korrektionssystem — daß die Bilder optisch brauchbar werden, und dann würde gegen die Methode des Haltens ohne Sucher nicht viel anderes einzuwenden sein, als daß bei ihr eine gewisse Einschränkung des Gesichtsfeldes eintritt, da man nicht allzuweit seitlich mit dem Okular gehen darf, weil sonst die Deformierung des optischen Bildes das Halten erschwert.

Die beste Lösung des Problems ist durch die Gebrüder Henry gegeben worden. Dieselben gingen wieder zur Verwendung des Suchers zurück, gaben dem Objektiv desselben aber die gleiche Brennweite wie dem photographischen und vereinigten Sucher und Hauptfernrohr in einem einzigen

Rohr, in dem nur eine dünne Scheidewand die optische Trennung der beiden Instrumente bewirkt. Hierdurch ist jede Verschiedenheit der Biegung für die beiden Systeme ausgeschlossen, und es kann viele Stunden lang exponiert werden, ohne daß eine Verschiebung des photographischen Bildes auf der Platte infolge der Durchbiegung zu befürchten wäre. Wesentlich ist bei dieser Einrichtung, daß sowohl die beiden Objektive als auch Kassettenauszug und Okular auf je einer gemeinschaftlichen starken Grundplatte befestigt sind, damit nicht noch an diesen Stellen eine verschiedene Biegung eintreten kann. Aus diesem letzteren Grunde ist es nicht anzuraten, zwei getrennte Rohre anzuwenden, die nur durch Bänder oder Riegel mit einander verbunden sind, wozu man sonst aus Schönheitsrücksichten geneigt sein könnte, da das notwendigerweise verhältnismäßig sehr breite gemeinschaftliche Rohr einen ziemlich plumpen Eindruck macht. Neben der Sicherung gegen Durchbiegung bietet die Henrysche Einrichtung auch den Vorteil, daß das Objektiv des Suchers, oder besser „Haltefernrohrs", ziemlich groß und lichtstark sein kann, so daß auch schwächere Sterne zum Halten zu benutzen sind. Die von Henry gewählten Maße für den ersten Pariser photographischen Refraktor sind späterhin annähernd für eine große Zahl von Instrumenten gleicher Art beibehalten worden. Die Objektive der Haltefernrohre besitzen eine Öffnung von 20 bis 25 ^{cm}, so daß Sterne bis zur Größe 9,5 bei hellem Gesichtsfelde noch zum Halten benutzt werden können.

Nach Überwindung der Schwierigkeit, die für längere Aufnahmen durch die Durchbiegung entsteht, gilt es nun, alle übrigen Teile des Instruments so zu konstruieren, daß die Schwierigkeit des Haltens selbst zu einem Minimum wird, und dies tritt ein, wenn die selbsttätige Fortführung des Instruments eine möglichst exakte ist, der Beobachter also, der die Fortführung zu korrigieren hat, möglichst wenig in Anspruch genommen wird.

Als Marke im Haltefernrohr benutzt man im allgemeinen am besten ein einfaches Fadenkreuz, entweder dunkle Fäden im hellen Feld oder helle Fäden im dunklen; letzteres ist indessen nur als Notbehelf zu betrachten, wenn der Haltestern zu schwach ist, um im hellen Gesichtsfeld deutlich gesehen werden zu können. Die Fäden sollen möglichst fein sein, damit der Stern nicht im Durchschnittspunkt der Fäden verschwindet, und die Okularvergrößerung soll eine recht kräftige sein, damit man einerseits die kleinsten Verstellungen wahrnimmt, andererseits aber auch die feinen Fäden deutlich sehen kann. Die geeignetsten Vergrößerungen zum Halten dürften bei größeren Refraktoren zwischen 400 und 600 liegen; bei unruhiger Luft wird man etwas weniger vorziehen, bei sehr guter Luft kann man dagegen noch weiter gehen. Je heller der Haltestern ist, um so schärfer kann gehalten werden, da das Bild des Sterns damit immer größer wird und die Vierteilung desselben durch das Fadenkreuz besser taxiert werden kann. Bei Haltefernrohren von 20 bis 25 ^{cm} Öffnung dürfte die Größe 9,5 die untere Grenze darstellen, unterhalb

welcher im hellen Felde nicht mehr genügend scharf gehalten werden kann. Man wird indessen nur selten ganz in der Nähe des Punktes, der auf die Mitte der Platte kommen soll, einen genügend hellen Stern zum Halten finden, und deshalb ist es unumgänglich notwendig, das Fadenkreuz nicht fest im Okularauszuge, sondern auf einer mikrometerähnlichen Vorrichtung anzubringen, welche es gestattet, das Fadenkreuz an jede Stelle eines Feldes von mindestens 30′ Durchmesser zu bringen, um auch weiter entfernte Sterne zum Halten benutzen zu können bei Beibehaltung des gewünschten Plattenmittelpunktes.

Bevor man diese Einrichtung an photographischen Refraktoren getroffen hatte, hat man zu anderen Hilfsmitteln gegriffen, um schwächere Sterne halten zu können. Man nahm dunkles Gesichtsfeld und beobachtete das Verschwinden des Sterns hinter den sehr dicken Fäden des Fadenkreuzes; ein exaktes Halten ist mit dieser Vorrichtung natürlich nicht möglich. Besser ist die Lohsesche Methode, bei der anstatt des Fadenkreuzes ein aus Balmainscher Leuchtfarbe hergestellter Ring benutzt wird. Je nach der Stärke der Belichtung des Ringes erscheint derselbe nachher in mehr oder weniger mildem Licht, so daß noch ziemlich schwache Sterne recht gut in die Mitte des Ringes eingestellt werden können. Nicht sehr empfehlenswert ist eine von Schaeberle und Barnard angegebene und bei helleren Sternen häufig angewandte Methode, bei welcher keine künstliche Feldbeleuchtung notwendig ist. Man bringt hierbei das Fadenkreuz so weit aus dem Fokus des Fernrohrs heraus, daß der Stern als kleine Scheibe erscheint, auf welcher alsdann das Fadenkreuz sichtbar wird. Infolge der hierdurch auftretenden Parallaxenwirkung kann natürlich exaktes Halten nicht mehr stattfinden.

Das Halten selbst ist nun, wie jede andere messende astronomische Beobachtung, eine Kunst, die, wie schon bemerkt, nur durch Übung erworben werden kann. Man muß bei jeder Art des Luftzustandes sofort erkennen können, ob eine plötzlich stattfindende Exkursion des Sterns vom Fadenkreuze durch die Luftunruhe oder durch einen Fehler im Instrument verursacht ist. Im ersteren Falle hat man nicht zu korrigieren, da die durch Luftunruhe entstehenden Schwankungen sich im Laufe der Exposition von selbst ausgleichen; im anderen Falle aber muß möglichst sofort korrigiert werden. Diese Unterscheidung ist nicht immer leicht, da es Luftzustände gibt, bei denen die Schwankungen eine Periode von mehreren Sekunden besitzen.

Das Korrigieren mittels der Feinbewegungen muß ganz mechanisch erfolgen, d. h. die Übung muß so weit getrieben sein, daß ohne besondere Überlegung die entsprechende Handbewegung ausgeführt wird, sobald eine Abweichung von der wahren Stellung in irgend einer Richtung angedeutet ist. Durch sehr große Unruhe der Luft wird das Halten schließlich sehr erschwert; in solchen Fällen aber soll man schon aus anderen Gründen von photographischen Aufnahmen absehen.

Die in diesem Kapitel bisher gegebenen allgemeinen Prinzipien der Konstruktion werden in Verbindung mit den entsprechenden Regeln für die

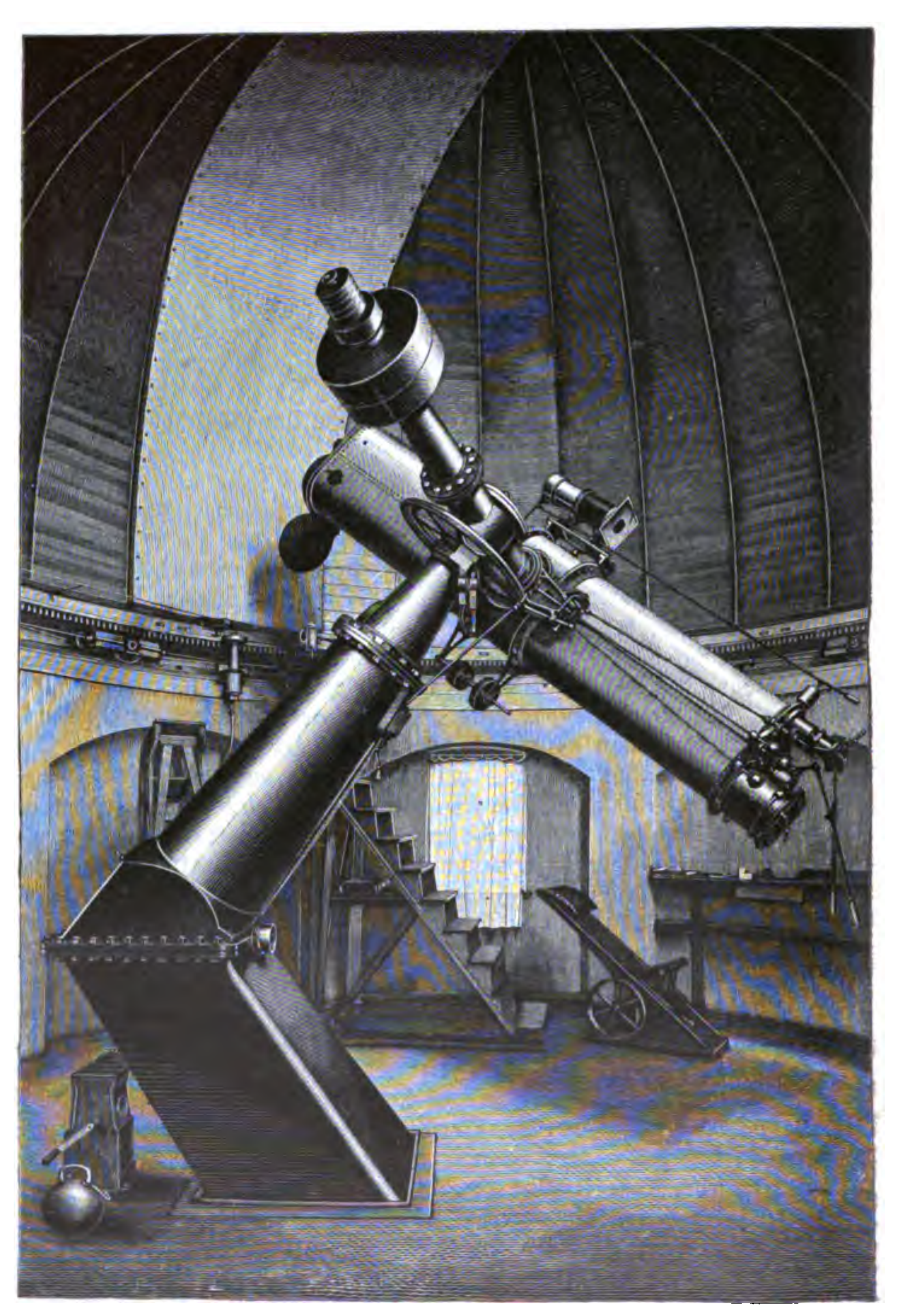


Fig. 116.

Wahl der optischen Teile genügen, zu einem bestimmten Zwecke ein möglichst geeignetes photographisches Instrument zu konstruieren. Es bleiben dabei natürlich noch viele Punkte im einzelnen zu überlegen, die unmöglich im voraus hier berücksichtigt werden können, da sie ein Spezialstudium erfordern. Es wird auch kaum möglich sein, ein größeres Instrument dieser Art gleich vollkommen fertig zum Gebrauche herzustellen; erst die Benutzung läßt die Fehler und Unvollkommenheiten erkennen, die dann nachher verbessert werden müssen.

Wir wollen nun zu einer Beschreibung einzelner photographischer Instrumente übergehen, die aber ganz kurz gehalten werden soll, da die beigegebenen Abbildungen besser als detaillierte Beschreibung zum Verständnisse beitragen werden.

1. Der photographische Refraktor des Potsdamer Observatoriums (Fig. 116). Dieses Instrument ist der Typus der für die Herstellung der photographischen Himmelskarte konstruierten Doppelrefraktoren nach Henryschem Prinzip, wenngleich seine Montierung eine ganz spezielle, bis dahin noch nicht zur Anwendung gebrachte ist.

Das photographische und das optische Instrument sind in einem Rohre von elliptischem Querschnitt vereinigt. Ersteres — in der Figur auf der unteren Seite liegend — hat ein Objektiv von 33^{cm} Öffnung, letzteres ein solches von 23^{cm}. Die Brennweite beider beträgt $3,4^{m}$; sie ist so gewählt, daß in der Brennebene eine Bogenminute möglichst genau einer linearen Länge von 1^{mm} entspricht. Die eiserne Kassette zur Aufnahme der 16×16^{cm} großen photographischen Platten kann durch einen Bajonettverschluß leicht abgenommen und angesetzt werden, ohne daß ihre Justierung dadurch geändert würde.

Die Montierung ist, wie schon bemerkt, eine ganz spezielle; sie ist ein Mittelding zwischen der sogenannten deutschen und der englischen Montierung und vereinigt die Vorteile beider ohne ihre Nachteile. Die kurze deutsche Stundenachse ist beibehalten, dafür ist die Säule gebrochen, so daß der obere Teil derselben in der Fortsetzung der Stundenachse liegt. Damit ist erreicht, daß das Fernrohr in jede beliebige Stellung gebracht werden kann, ohne die Säule zu berühren, wie bei der englischen Aufstellung. Während aber bei dieser die Polgegend nicht beobachtet werden kann, ist hier auch diese Stelle des Himmels vollkommen frei.

2. Der photographische Refraktor der Pariser Sternwarte ist das ursprüngliche Instrument der Gebrüder Henry. Das Doppelfernrohr selbst ist ein viereckiger Kasten, welcher in der in der Mitte geteilten riesigen Stundenachse sitzt (englische Montierung) (Fig. 117).

3. Das Spiegelteleskop von Roberts. Der Spiegel hat das geringe Brennweitenverhältnis zur Öffnung von 5:1, bei einem Spiegeldurchmesser von ungefähr 46^{cm}. Als Gegengewicht dient am entgegengesetzten Ende der Deklinationsachse ein optischer Refraktor von 16^{cm} Öffnung. Bei kurzen Expositionszeiten kann dieser Refraktor als Haltefernrohr benutzt

werden, aber wegen der verschiedenen Durchbiegungen der beiden Instrumente nicht bei langen, und deshalb hat Roberts eine sehr sinnreiche Einrichtung am Spiegelteleskop selbst angebracht. Der Spiegel ist in der Mitte durchbohrt, und in der Öffnung befindet sich ein kleines Fernrohr, welches auf den Brennpunkt des großen Spiegels eingestellt ist. In der Brennebene ist die photographische Platte angebracht und dicht vor derselben der



Fig. 117.

Schieber der Kassette, der auf der Rückseite einen ebenen Silberspiegel enthält. Bei geschlossenem Schieber wird nun das Fadenkreuz des kleinen Fernrohrs auf das von dem Hilfsspiegel reflektierte Bild des Haltesterns justiert und gleichzeitig auch das Fadenkreuz des Haltefernrohrs mit demselben Stern zur Koinzidenz gebracht. Nach Öffnung des Schiebers der Kassette wird mit dem Haltefernrohr gehalten. Von Zeit zu Zeit aber wird der Schieber geschlossen und mit dem Hilfsfernrohr die Koinzidenz kon-

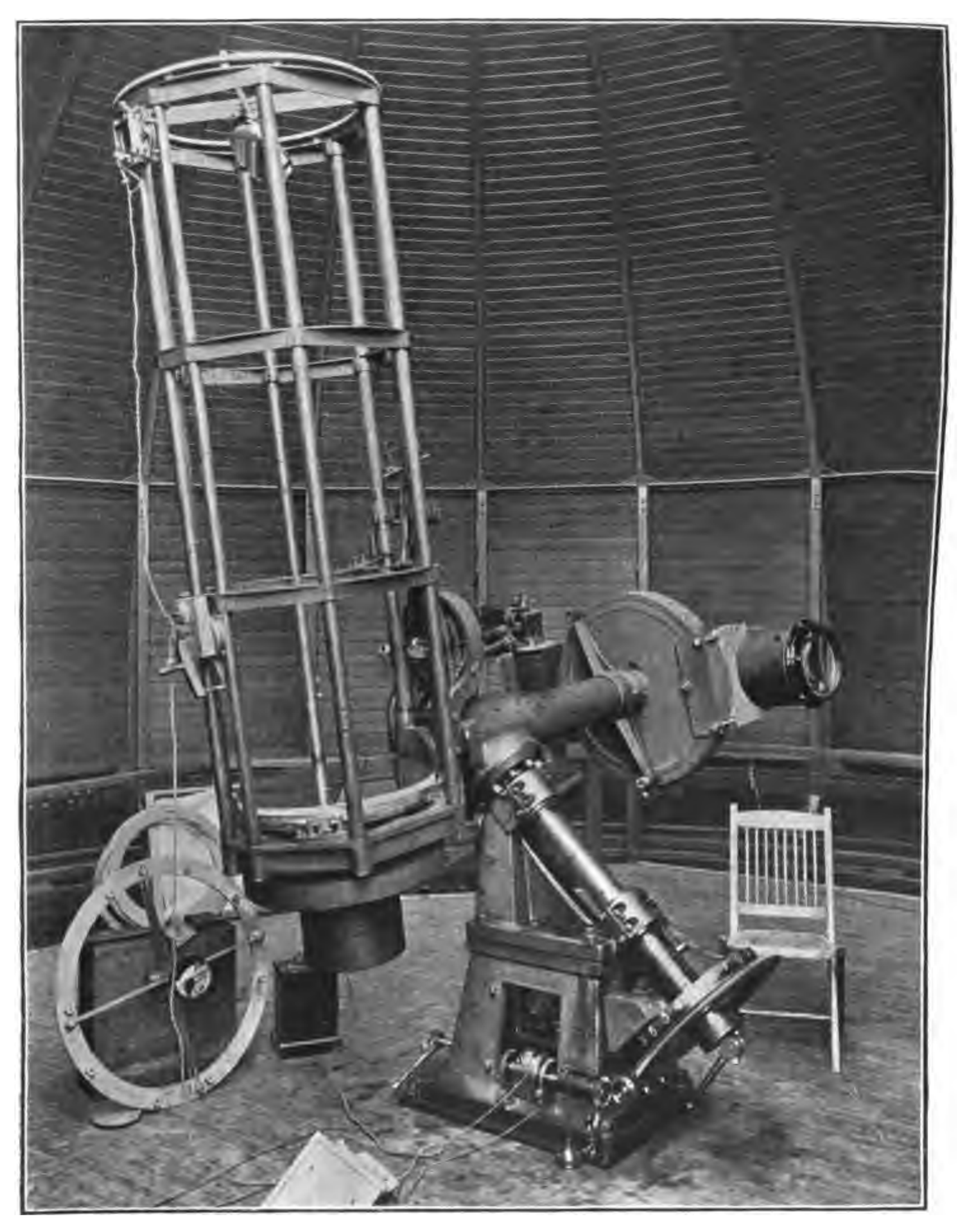


Fig. 118.

trolliert; ist dieselbe nicht mehr ganz exakt, so wird sie durch die Feinbewegung des ganzen Instruments wieder hergestellt, das Fadenkreuz des Haltefernrohrs wieder neu justiert und die Exposition fortgesetzt.

4. Der Reflektor der Yerkes Sternwarte. (Fig. 118.) Der Spiegel hat bei einem Durchmesser von $23^1/_2$ engl. Zoll eine Brennweite von 93 Zoll, also das Verhältnis von 1:4. Es ist damit das lichtstärkste aller existierenden Instrumente bei gleichzeitiger Vollkommenheit der Abbildung — der Spiegel ist parabolisch geschliffen — gegeben. Die Bilder stehen an Schärfe denjenigen der besten Refraktoren nicht nach, sind vielmehr noch besser. Eine größere Zahl der im zweiten Teile reproduzierten photographischen Aufnahmen von Nebelflecken sind mit diesem Instrument erhalten. Das Instrument ist ungemein stabil gebaut, nur das eigentliche Rohr des Reflektors ist möglichst leicht gehalten, da es ein Rahmen aus Stahl und Aluminium ist. Beim Halten wird nicht die Feinbewegung benutzt, sondern die Kassette, die das Okular mit Fadenkreuz enthält, wird in einer Schlittenvorrichtung entsprechend verschoben.

Im Gegensatze zu den Anforderungen, welche an die zu Daueraufnahmen bestimmten photographischen Refraktoren und Reflektoren gestellt werden, sind diejenigen an die zu Sonnenaufnahmen dienenden Instrumente, die Heliographen, zu stellenden in mechanischer Beziehung sehr gering. Daß die optischen Teile, genau so wie bei den Refraktoren, möglichst gut sein müssen, ist selbstverständlich; aber auch hier sind die Ansprüche viel leichter zu erfüllen, da große Lichtstärke nicht bloß nicht erforderlich, sondern sogar nachteilig ist. Die Objektive oder Spiegel können daher eine relativ sehr große Brennweite besitzen, wodurch die Konstruktion derselben sehr erleichtert wird. Wenn sonstige Hindernisse nicht im Wege stehen, wird man also Fernrohre von sehr großer Brennweite verwenden, um möglichst große, detailreiche Bilder der Sonne zu erzielen. Ist dies, z. B. aus räumlichen Gründen, nicht möglich, so wird man bei kurzer Brennweite das Brennpunktsbild durch ein weiteres Linsensystem vergrößern. Die mechanischen Anforderungen an die Aufstellung des Fernrohrs können deshalb so minimal sein, weil bei der überaus kurzen Expositionszeit — es handelt sich um Tausendstel der Sekunde — selbst der Einfluß der täglichen Bewegung zu gering ist, als daß er sich bemerkbar machen könnte. Ein Uhrwerk ist also gar nicht erforderlich; es genügt überhaupt, wenn das Fernrohr auf die Sonne gerichtet werden und durch irgend eine Absehvorrichtung der Beobachter sich überzeugen kann, daß das Bild der Sonne auch wirklich auf die Platte fällt.

Der größeren Bequemlichkeit halber aber gibt man den Heliographen meistens doch eine gute Montierung mit Uhrwerk. Zunächst ist jeder gute photographische Refraktor als Heliograph zu benutzen, sofern man am Okularende ein Vergrößerungssystem mit Kamera und Kassette ansetzen kann. Will man einen Heliographen mit großer Brennweite benutzen, so wird dessen äquatoriale Montierung zu unbequem und vor allem zu kostspielig. Es empfiehlt sich dann, das Fernrohr festzulegen und das Sonnen-

licht durch den Spiegel eines Heliostaten hineinzuwerfen. Man unterscheidet hierbei zwei verschiedene Lagerungen des Heliographen. 1. Die Aufstellung in der Richtung der Erdachse, das Objektiv nach unten gerichtet gegen den Heliostatenspiegel. Sie bietet den außerordentlichen Vorteil der möglichst einfachen Einrichtung des Heliostaten, wie sie für keine andere Lage unter Benutzung nur eines Spiegels erzielt werden kann; es genügt nämlich eine einfache parallaktische Montierung des Spiegels. 2. Die horizontale Montierung in der Süd-Nord-Richtung. In diesem Falle muß der Heliostat die übliche komplizierte Aufstellung besitzen, damit er, dem Laufe der Sonne folgend, das Licht stets in der gleichen Richtung reflektiert. Man kann diese komplizierte Einrichtung aber umgehen, wenn man, wie bei der schrägen Aufstellung, einen einfach parallaktisch montierten Spiegel benutzt, der also das Sonnenlicht stets nach dem Nordpol hin reflektiert und es dann durch einen zweiten, unverändert feststehenden Spiegel in das horizontal liegende Fernrohr hineinreflektiert.

Als Heliostatenspiegel für die festaufgestellten Heliographen kann nur ein Oberflächenspiegel benutzt werden, da beim Rückflächenspiegel der Reflex von der Vorderseite störend auftritt. Die spiegelnde Fläche selbst muß so vollkommen eben als möglich sein; vor allem darf sie nicht zylindrisch gekrümmt sein, weil alsdann überhaupt ein deutliches Bild nicht zu erhalten ist. Eine geringe sphärische Krümmung würde weniger schaden, da hierdurch im wesentlichen nur eine Änderung der Fokalweite bedingt wird.

Wegen des großen Überflusses an Licht ist eine Versilberung der Oberfläche des Spiegels eigentlich überflüssig, der direkte Reflex vom Glase würde vollständig genügen. Alsdann wird es aber notwendig, den von der Rückseite des Spiegels entstehenden Reflex unschädlich zu machen, was am besten dadurch geschieht, daß man der ebenfalls gut polierten Rückfläche eine solche Neigung — etwa 1° — gegen die Vorderfläche gibt, daß das von der ersteren reflektierte Bild außerhalb des benutzten Bildes fällt. Ein Mattschleifen der Rückfläche ist zu vermeiden, weil man sonst zerstreutes Licht von derselben erhält. Die Versilberung der Oberfläche ist indessen aus einem anderen Grunde von großer Wichtigkeit; sie vermindert das Eindringen der Sonnenstrahlen in das Glas und damit die Erwärmung des Spiegels. Die Erfahrung hat gelehrt, daß selbst Belichtungen versilberter Spiegel von wenigen Minuten Verziehungen des Spiegels bewirken, die ihrerseits eine sehr merkliche Verschlechterung der Bilder im Gefolge haben, und diese Verziehungen werden natürlich um so stärker, je mehr Licht in das Glas eindringt und durch Absorption Wärme an dasselbe abgibt. Man soll also den Spiegel möglichst dick herstellen, an der Oberfläche versilbern und ihn nur möglichst kurze Zeit der Sonnenbestrahlung aussetzen.

Selbst bei starken direkten Vergrößerungen und geringen Objektivöffnungen ist das Sonnenlicht noch so überaus wirksam, daß durch mechanische Einrichtung, durch die sogenannten Momentverschlüsse, die notwendige Kürze der Exposition erzielt werden muß. Die Stelle, an welcher der Mo-

mentverschluß in den Strahlengang einzuschalten ist, ist an und für sich gleichgültig, ebenso die Konstruktion dieses Verschlusses; derselbe muß aber vier Bedingungen erfüllen: Die Expositionszeit muß innerhalb gewisser Grenzen variabel sein, er darf keine starke Diffraktionswirkung hervorrufen, er soll das Objektiv in allen Teilen gleichmäßig frei machen, und schließlich soll er möglichst wenig Erschütterungen erzeugen.

Der ersten Bedingung läßt sich auf zwei Wegen genügen: durch Veränderung der wirksamen Öffnung des Verschlusses und durch Änderung der Geschwindigkeit. Die zweite Bedingung ist schwieriger zu erfüllen, da diejenigen Einrichtungen, welche man zu diesem Zwecke zu treffen hat, besonders mit der ersten und letzten Bedingung kollidieren. Die dritte Bedingung muß gesondert besprochen werden.

Da der lineare Betrag der Diffraktion um so geringer ist, je näher die wirksame Öffnung bei der photographischen Platte liegt, so würde die beste Art zur Vermeidung schädlicher Diffraktionswirkungen die sein, den Momentverschluß möglichst dicht vor der photographischen Platte anzubringen; umgekehrt würde der schädlichste Ort für den Verschluß unmittelbar vor oder hinter dem Objektiv sein. Da nun weiter die Diffraktion um so geringer wird, je größer die wirksame Öffnung ist, so ist in dieser Beziehung der günstigste Fall erreicht, wenn die Öffnung des Verschlusses mindestens so groß ist wie das ganze Strahlenbündel am Orte des Verschlusses.

Je kleiner und leichter der Momentverschluß gebaut sein kann, um so weniger wird er das Instrument erschüttern, und damit ergibt sich als beste Lösung, den Momentverschluß an die Stelle des kleinsten Durchmessers des Strahlenbündels zu setzen, das ist in die Fokalebene, und ihm gleichzeitig die volle Öffnung des Bündels zu geben; die richtige Expositionszeit ist dann zu erreichen durch die Geschwindigkeit des Verschlusses und durch die Verwendung möglichst unempfindlicher Platten. Der letztere Punkt ist unserer Ansicht nach der wichtigste von allen, da man bei der Verwendung möglichst unempfindlicher Platten die Vorteile feineren Silberkorns gleichzeitig mit erhält. Die Benutzung der gewöhnlichen Trockenplatten für die Aufnahme der Sonne ist daher trotz der Bequemlichkeit ihrer Handhabung als ein Rückschritt gegenüber dem nassen Kollodiumverfahren zu bezeichnen. In den letzten Jahren hat man indessen trockene Platten verfertigt, sogenannte kornlose Gelatineplatten, welche noch beträchtlich unempfindlicher sind als die nassen Kollodiumplatten und auch ein noch feineres Korn als diese besitzen. Da der Silberniederschlag auf diesen Platten zudem ein sehr kräftiger werden kann, so sind dieselben als die geeignetsten für Sonnenaufnahmen zu bezeichnen; sie sind ebenso bequem in der Handhabung wie die gewöhnlichen Gelatineplatten. Ob derartige Platten bis jetzt schon zu dem genannten Zwecke benutzt worden sind, ist Verfasser unbekannt.

Befindet sich der Momentverschluß in der Fokalebene, so muß die Öffnung desselben in der zur Bewegung des Verschlusses senkrechten Rich-

tung mindestens so groß sein als das Fokalbild der Sonne; in der Richtung der Verschlußverschiebung kann er bis zu einem gewissen Grade kleiner sein, bis nämlich die Diffraktionswirkung, gerechnet von der Öffnung an bis zur Platte, merklich wird. Wird diese Grenze überschritten, so äußert sich die Diffraktion zunächst darin, daß der Sonnenrand an den Seiten, die der Bewegungsrichtung des Verschlusses entsprechen, weniger scharf wird als an den hierzu rechtwinkligen Seiten. Unterhalb dieser Grenze darf man also mit der Verkleinerung der Öffnung nicht gehen, sondern man muß, falls die Helligkeit des Bildes noch zu groß ist, die Geschwindigkeit der Verschlußbewegung vergrößern. Als einfachste Form der Verschlußöffnung empfiehlt sich der Spalt, der je nach der Höhe der Sonne oder auch je nach atmosphärischen Zuständen mehr oder weniger weit geöffnet werden kann. Bei einem solchen Spalt ist die Expositionszeit für die Flächeneinheit gleich der Zeit, welche der Spalt zum Passieren des Sonnenbildes braucht, dividiert durch das Verhältnis vom Durchmesser des Sonnenbildes zur Breite des Spaltes. Abgesehen von der Diffraktionswirkung, tritt bei zu engem Spalt noch die Unannehmlichkeit auf, daß kleine an den Spalträndern haftende Stäubchen oder dergl. an dieser Stelle eine merkliche Verminderung



Fig. 119.

der Spaltbreite bedingen und dementsprechend im Sonnenbilde Streifen parallel zur Bewegungsrichtung des Spaltes erzeugen.

Soll das Sonnenbild in allen Teilen gleichmäßig belichtet sein, so kann dies nur durch eine vorbeischnellende rechteckige oder spaltförmige Öffnung erzielt werden, die sich zugleich mit konstanter Geschwindigkeit bewegt. Letzteres kann am einfachsten in genügender Weise dadurch erreicht werden, daß die Kraft, welche die Verschlußplatte vorbeischnellt, in dem Moment zu wirken aufhört, in dem die Spaltöffnung das Sonnenbild berührt. Die in diesem Moment allerdings sofort beginnende Verzögerung der Geschwindigkeit ist bei leicht beweglicher Verschlußplatte verschwindend gering.

In Fig. 119 ist der Momentverschluß des großen Heliographen des Potsdamer Observatoriums dargestellt. Derselbe besteht aus einem mit

Schienen versehenen metallenen Rahmenstücke, in welchem sich der den Spalt enthaltende Wagen auf Rollen befindet. Wird der Wagen nach rechts geschoben, so spannt derselbe die sehr kräftige Spiralfeder f und wird in dieser extremen Stellung durch eine von selbst einspringende Hemmvorrichtung gehalten. Durch Drehen an dem Knopfe K erfolgt die Auslösung des Wagens, der nun durch die Feder mit großer Schnelligkeit in Bewegung gesetzt wird, wodurch der Spalt beim Passieren des Strahlenbündels die Exposition bewirkt. Die Wirkung der Feder hört auf, bevor der Spalt das Strahlenbündel berührt; sobald er dasselbe verlassen hat, wird er zunächst durch Federn gebremst und durch elastische Puffer aus Gummi aufgehalten, so daß der Stoß verhältnismäßig sehr schwach ist. Eine Änderung der Expositionszeit erfolgt durch Verstellung der Spaltweite, welche an einer Millimeterskala ablesbar ist.

Die wissenschaftliche Verwertung der Himmelsaufnahmen.

Der Endzweck einer jeden astronomischen Aufnahme soll ihre Verwertung durch Messung sein, und wenn es auch bei der heutigen Einrichtung der Sternwarten in den meisten Ländern nicht möglich ist, das von nur einem Beobachter gelieferte Material zu bearbeiten, so darf doch nie außer acht gelassen werden, daß der Wert einer unausgemessenen Aufnahme zum größeren Teile nur ein latenter ist.

Die Erfahrung hat gelehrt, daß das photographische Messungsverfahren mit allen direkten Mikrometermessungen in bezug auf Genauigkeit konkurrieren kann; dazu ist es aber erforderlich, sämtliche Fehlerquellen nach Möglichkeit zu berücksichtigen und die Eigentümlichkeiten der photographischen Messungen genau so zu studieren, wie dies der Astronom bei direkten Messungen am Himmel zu tun gewohnt ist.

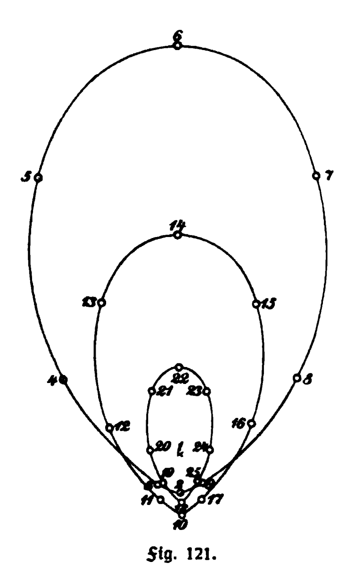
Eine astronomische Photographie ist die Projektion eines Teiles der Himmelssphäre auf eine Ebene. Um die Projektion zu einer möglichst einfachen zu machen, ist es erforderlich, daß die Platte tatsächlich eben ist, und daß sie senkrecht zur optischen Achse des Objektivs gestanden hat. Sind diese beiden Bedingungen nicht erfüllt gewesen, so müssen die hieraus entstehenden Abweichungen in Rechnung gezogen werden. Da es nun aber unter allen Umständen sehr leicht ist, diese beiden Bedingungen mechanisch mit einer für alle, auch die feinsten, Messungszwecke genügenden Genauigkeit zu erfüllen, so wollen wir diese beiden Fehlerquellen als nicht vorhanden betrachten.

Bei der zentralen Projektion der Himmelsfläche auf die Plattenebene tritt eine vom Mittelpunkt der Platte ausgehende Bildverzerrung ein. Die Distanzen vom Mittelpunkte der Platte wachsen proportional mit den Tangenten der Winkeldistanzen; bei geringen Abständen sind sie sehr klein und unmerklich; bei großen Abständen, also bei Aufnahmen mit großem Gesichtsfeld, erreichen sie endlich aber sehr erhebliche Beträge. Man

nennt diese Verzerrung die **normale** Distorsion, weil sie sich nicht vermeiden läßt; sie ist aber bei einem gegebenen Instrument konstant und kann ein für allemal für dasselbe berechnet werden. Es kann außerdem noch eine unregelmäßige Distorsion auftreten, insofern das Objektiv nicht nach allen Richtungen hin gleichförmig abbildet; bei guten Objektiven und Spiegeln soll aber diese unregelmäßige Verzerrung ganz verschwindend klein sein. Bei gewissen Konstruktionsfehlern des Objektivs ist die normale Distorsion mit einem Fehler verbunden, der Unterschiede in der Messung von hellen und schwachen Sternen verursacht, und der eintritt, wenn nicht die Forderungen der Gaußschen Theorie bei einem Objektiv erfüllt sind (z. B. nicht bei den Henryschen Objektiven). Insbesondere handelt es sich hierbei um die vierte Gaußsche Bedingung, die sogenannte Sinusbedingung, welche verlangt, daß Mitte und Rand des Objektivs bei Strahlen mittlerer Brechbarkeit die gleiche wahre Brennweite besitzen müssen.

Fig. 120.

Um zu zeigen, welchen Einfluß die Nichterfüllung dieser letzten Bedingung auf seitlich gelegene Bilder ausübt, hat Steinheil die Berechnung für das Königsberger Heliometerobjektiv ausgeführt. Es soll ein Strahlenzylinder von 25 Einzelstrahlen auf das Objektiv auffallen, wie Fig. 120 zeigt. Der Strahl 1 entspricht der Hauptachse, die Strahlen 2 bis 9 fallen am Rande des Objektivs ein, die von 10 bis 17 in $^2/_3$ Entfernung von der Mitte, die von 18 bis 25 in $^1/_3$ Entfernung. Für das Königsberger Heliometerobjektiv erhält man nun in der Einstellebene bei 48′ Abstand von der Hauptachse folgendes Bild von der Verteilung der Strahlen (Fig. 121).


Fig. 121.

Es ist aus dieser Figur zu ersehen, daß sie gegen die Richtung zur Achse (2, 1, 6) symmetrisch ist, dagegen in bezug auf die hierauf senkrechte Richtung vollständig unsymmetrisch. Der Hauptstrahl (1) liegt also nicht in der Mitte der Figur, sondern viel tiefer, so daß die Verteilung der Helligkeiten eine sehr ungleiche ist; denn die Linie 8, 16, 24, 1, 20, 12, 4, welche in Fig. 120 die Menge des auffallenden Lichts halbiert, teilt das Licht im Bilde des Sterns zwar auch in zwei Teile von gleicher Lichtmenge, aber von sehr ungleicher Ausdehnung, so daß der über dieser Linie

liegende Teil des Bildes viel weniger intensiv erscheint als der unterhalb gelegene.

Auf der photographischen Platte würde bei einem derartigen Objektiv das Bild eines Sterns seitlich der Hauptachse als eine ellipsenähnliche Scheibe erscheinen, deren Maximalhelligkeit nahe einem der Brennpunkte der Ellipse liegt. Ist die Helligkeit des Sterns nicht ausreichend gewesen, um in der Gegend der Punkte 5, 6, 7, 14 eine merkliche Wirkung auszuüben, so fehlt das eine Ende der Ellipse. Die Bilder werden denen von Kometen ähnlich.

Damit nun die auf der Platte gemessenen Distanzen von Sternen auch tatsächlich den Distanzen am Himmel — unter Berücksichtigung der regelmäßigen Distorsion — entsprechen, muß auf den Punkt 1, den Durchschnittspunkt des Hauptstrahls mit der Plattenebene, eingestellt werden. Dieser Punkt ist wegen seiner exzentrischen Lage nicht mit Sicherheit zu erkennen; mit einer gewissen Annäherung wird man ihn erhalten, wenn man auf das Maximum der Schwärzung bei den seitlich gelegenen Sternscheibchen einstellt. Die Sichtbarkeit dieses Maximums wird aber um so schwieriger, je heller der entsprechende Stern ist, je mehr also das elliptische Scheibchen von gleicher Schwärzung erscheint. Man wird ihn im allgemeinen immer mehr nach der Mitte der Figur verlegen, und bei völlig ausexponierten Scheibchen wird man, wenn man nicht zu ganz unsicheren Taxierungen greifen will, überhaupt nur noch die geometrische Mitte des Scheibchens einstellen können. Die Unsicherheit der Einstellungen ist also im allgemeinen vermehrt, und es tritt eine von der Helligkeit der Sterne und von der Expositionszeit abhängige Distorsion auf, die sich rechnerisch nicht streng verfolgen läßt.

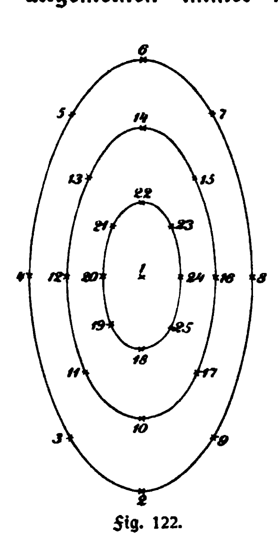


Fig. 122.

Ist aber die Bedingung 4 erfüllt, so geht die Fig. 120 in Fig. 122 über. Das Sternscheibchen außerhalb der optischen Achse wird zwar elliptisch, aber alle Strahlen liegen symmetrisch um den Hauptstrahl herum; das Maximum des Silberniederschlags entsteht unter allen Umständen in der geometrischen Mitte des Scheibchens, genau in dem Punkte, in welchem der Hauptstrahl die photographische Platte schneidet, die Messungen sind frei von Distorsion. Je größer ein Objektiv ist, um so wichtiger ist es, daß seine Konstruktion eine streng richtige ist, da die Fehler mit der Größe des Objektivs wachsen, die Empfindlichkeit der Messung aber mindestens dieselbe bleibt, meistens beträchtlich zunimmt.

Nach Berücksichtigung der Distorsion würde die Platte ein in allen Teilen ähnliches Bild der scheinbaren Konstellation, welche photographiert worden ist, gewähren, wenn die Aufnahme auf einer durchaus unveränder-

lichen, stabilen Schicht stattgefunden hätte. Das ist aber nicht der Fall; vielmehr müssen die empfindlichen Schichten stets aus einer organischen Substanz bestehen, die bei der notwendigen Behandlung mit wässerigen Lösungen aufweicht, zum Teil sogar aufquillt und daher keineswegs stabil ist. Eine Ausnahme hiervon liegt nur beim Daguerreschen Verfahren vor, welches aber aus anderen Gründen gänzlich verdrängt ist. Man hat der Frage der Verzerrung der Schichten große Aufmerksamkeit zugewendet, und zwar schon bei dem früheren Verfahren des nassen Kollodiums.

Die ersten Erfahrungen über die Verzerrung des nassen Kollodiums sind von Rutherfurd bei Gelegenheit der Ausmessungen seiner Sternphotographien gemacht worden. Auf Grund derselben erklärte Rutherfurd, daß größere und merkliche Verziehungen der Schicht nicht stattfinden, besonders wenn die Glasoberfläche vorher mit einer dünnen Albuminschicht überzogen ist.

Zu den Vorbereitungen für die Anwendung der Photographie beim Venusdurchgang von 1874 gehörten auch spezielle Untersuchungen über die Schichtverzerrungen; dieselben wurden von Paschen angestellt, welcher sehr große Werte für die Schichtverziehung fand, die bei proportionalem Verlaufe im Sinne einer Kontraktion bis zu $^{1}/_{523}$ gingen und somit die Anwendung von Kollodiumplatten in der messenden Astronomie für sehr bedenklich erscheinen ließen. Aber schon Rutherfurd hat auf das Fehlerhafte der Paschenschen Methode aufmerksam gemacht.

Nach weiteren Untersuchungen von H. C. Vogel, Lohse, H. W. Vogel und Weinek kann man den Schluß ziehen, daß beim nassen Kollodiumverfahren nur lokal auftretende Verziehungen vorkommen, die im allgemeinen an der Grenze der Messungsgenauigkeit liegen, und die bei Benutzung mehrerer Aufnahmen als kleine zufällige Fehler eingehen.

Bei den Gelatineplatten sollte man a priori eine sehr starke Verziehung der Schicht erwarten, da die Exposition im trockenen Zustand der Gelatine erfolgt, die beim nachherigen Aufweichen bis zum Zehnfachen ihrer ursprünglichen Dicke aufquillt. Nach den Untersuchungen von Scheiner, Bergström und Ludendorff findet aber das Gegenteil statt. Die Verziehungen sind so gering, daß sie an der Grenze der Wahrnehmbarkeit stehen. Dabei sind sie, wie auch bei den nassen Kollodiumplatten, nicht systematisch über die Schicht verteilt, sondern ebenfalls nur lokalen Charakters.

In wenigen Fällen ist auf den Gelatineplatten eine sehr starke lokale Verzerrung gefunden worden, die zwar nur sehr selten aufzutreten scheint, aber Beträge bis zu mehreren Millimetern erreichen kann.

Auf einer meist rund begrenzten Stelle der Platte von einem Durchmesser bis zu 4 oder 5^{mm} ist die Gelatine fast gänzlich verschwunden; die Stelle markiert sich bei schräg auffallendem Lichte als flache Grube, und innerhalb derselben haben Ortsveränderungen der Gelatine bis zum Betrage von mehreren Millimetern stattgefunden. Man erkennt dies sehr deutlich, wenn ein Strich eines aufkopierten Gitters gerade durch eine solche Stelle

geht; derselbe erscheint alsdann stark ausgebogen oder auch wohl in mehrere Stücke zerteilt. Eine kleinere derartige Stelle wird, wenn kein Gitterstrich in der Nähe vorbeigeht, bei der Messung kaum zu bemerken sein, und die Position eines zufällig darin befindlichen Sterns kann dadurch um ganz enorme Beträge verfälscht werden. Die Ursache der Erscheinung beruht zweifellos in einer partiellen Verflüssigung der Gelatine, welche hervorgebracht worden sein kann sowohl durch ein aufgespritztes Tröpfchen einer Säure, z. B. Salpetersäure, als aber auch durch die Entwicklung einer Pilz- oder Bakterienkolonie.

Es ist als eines der wichtigsten Erfahrungsresultate für die astronomische Photographie zu betrachten, daß, abgesehen von den eben angedeuteten, sehr seltenen starken lokalen Verzerrungen, eine Rücksichtnahme auf Verzerrungen selbst bei den genauesten Messungen nicht erforderlich ist, und zwar besonders nicht, wenn durch die Einführung aufkopierter Gitter die zu messenden Distanzen klein bleiben.

Wesentlich zur Unschädlichmachung der anfangs befürchteten systematischen Verzerrungen der Gelatineschichten hat man sich des Aufkopierens feiner Gitter bedient, was folgendermaßen bewerkstelligt wird. In die Silberschicht einer Spiegelglasplatte wird ein Netz von aufeinander senkrecht stehenden Strichen mit dem Diamanten mit möglichster Genauigkeit eingeritzt — als Strichdistanz hat man allgemein 5 mm angenommen —. Auf der sonst undurchsichtigen Platte lassen also nur die Striche Licht hindurch, so daß nach dem Aufkopieren vor der Exposition am Himmel durch die Entwicklung ein dunkles Netz auf der Platte erscheint. Da die Striche äußerst dünn sind — ihre Dicke übersteigt kaum 0,01 mm —, so schädigen sie die Aufnahme selbst nicht; es ist ferner gelungen, die Netze mit solcher Exaktheit auszuführen, daß selbst bei den feinsten Messungen die Strichdistanzen als genau gleich betrachtet werden können. Richtet man nun die Messungen so ein, daß z. B. der Ort eines photographierten Sterns nur an die benachbarten Gitterstriche angeschlossen wird, so würden die größeren Verzerrungen den Stern und die nächsten Striche gleichmäßig beeinflussen und in den gemessenen Abständen herausfallen, wenn man das aufkopierte Netz als fehlerlos ansieht.

Wegen der Geringfügigkeit der Verzerrungen ist das Gitter eigentlich nicht mehr notwendig; seine Benutzung führt jedoch noch einen anderen wesentlichen Vorteil herbei, daß sich nämlich die eigentlichen Messungen nur auf kleine Distanzen bis zu 5 mm erstrecken. Dadurch wird einmal die Konstruktion des Meßapparats eine einfachere, ferner werden aber auch die Messungen genauer, da kleine Strecken durch die unvermeidlichen Veränderungen des Meßapparats infolge von Temperaturänderungen und Durchbiegungen in viel geringerem Maße beeinflußt werden als große.

Bei Vernachlässigung der Verzerrung der Schicht bleibt nun noch ein Umstand übrig, der die absolute Ähnlichkeit zwischen der Konstellation am Himmel und auf der Platte verhindert, die Unvollkommenheit in der exakten

Einhaltung der Richtung des Fernrohrs auf den Haltestern. Die Hauptschwierigkeit des exakten Haltens bei länger dauernder Aufnahme ist auf konstruktivem Wege, durch die Verschmelzung des Haltefernrohrs mit dem photographischen Fernrohr in eins und durch die damit bewirkte Aufhebung der relativen Biegungen der beiden Instrumente, beseitigt worden; aber immerhin ist das Halten eines Sterns eine Kunst, die erst gelernt sein muß, und die niemals vollständig gelingt, wenn das Uhrwerk des Instruments schlecht funktioniert oder auch bloß nicht genau reguliert ist. Die infolge schlechten Haltens entstehende Deformation der Sternscheibchen — sie werden gewöhnlich birnförmig oder elliptisch — erschwert zunächst die Sicherheit des Einstellens beim Messen. Das ist aber nur der geringere Übelstand; viel bedenklicher ist es, daß die hellen und die schwachen Sterne nicht gleichförmig deformiert werden. Nehmen wir z. B. an, das Uhrwerk habe die Tendenz, vorzulaufen, so werden bei nicht genügender Übung oder Aufmerksamkeit des Beobachters die Sterne zwar während des größten Teils der Exposition auf ihrer richtigen Stelle sein; während eines kleinen Teils aber werden sie im Sinne der täglichen Bewegung sich innerhalb einer kleinen Strecke vor dem Hauptbilde befinden. Der Erfolg ist bei helleren Sternen der, daß diese kleine Strecke mit abgebildet wird; die Sternscheibchen haben nach dieser Seite hin einen schmäleren Ansatz, der das Urteil über den Mittelpunkt des Scheibchens irreführt. Unterhalb einer gewissen Helligkeit üben die Sterne auf dieser Strecke keine Einwirkung auf die Platte aus, ihre Bilder erscheinen also rund; es wird sich demnach ein systematischer Unterschied in der Einstellung auf helle und schwache Sterne ergeben, der natürlich für jede Platte je nach der Art der Deformation verschieden ausfällt und nur sehr schwer oder gar nicht zu ermitteln sein wird.

Bei langen Expositionszeiten, bei denen große Zenitdistanzen erreicht werden, ist der Einfluß des Refraktionsunterschiedes zwischen den optischen und den photographischen Strahlen nicht mehr ganz zu vermeiden, da im Haltefernrohr nur die Refraktion für die optischen Strahlen gänzlich eliminiert wird, das photographische Bild also durch die Differentialrefraktion auf der Platte verschoben wird. In solchen Fällen empfiehlt es sich, bei der Verwendung hellerer Leitsterne ein dunkelblaues Glas vor das Okular zu setzen, wodurch jedenfalls der größere Teil dieses Fehlers vermieden wird.

Ein absolut richtiges Halten liegt außerhalb der Möglichkeit, und deshalb sind im allgemeinen bei allen Sternaufnahmen die Sternscheibchen etwas deformiert, wenn auch nur so gering, daß die Deformation selbst unter dem Mikroskop nicht mehr zu erkennen ist. Ein Einfluß auf die Messungen und zwar ein solcher, der durch Wiederholung der Messungen nicht herausfällt, der also für jede Platte systematisch wirkt, findet stets statt, und unseres Erachtens ist wesentlich hierdurch der Genauigkeit eine Grenze gesteckt. Man macht sehr häufig die Erfahrung, daß der eigentliche Messungsfehler nur wenige Hundertstel einer Bogensekunde beträgt, während

doch nachher Abweichungen in den Positionen von mehreren Zehntelsekunden vorkommen.

Wir haben bisher diejenigen Fehlerursachen berührt, welche bewirken, daß die auf der Platte abgebildete Konstellation nicht absolut identisch ist mit der während der Exposition am Himmel scheinbar stattgehabten, und müssen nun zu denjenigen übergehen, welche bei der Ausmessung der Platten maßgebend sind. Hierbei müssen wir aber alle Fehler ausschließen, welche im Meßapparat begründet sind, da hierzu ein Spezialstudium der letzteren erforderlich ist; es bleiben also nur noch die von der Person des Messenden abhängigen Fehler übrig: der Einfluß der persönlichen Gleichung auf die Messungen (siehe S. 58).

Man hatte zuerst angenommen, daß die photographische Messung frei von derartigen persönlichen Fehlern sei, weil die Art der Beobachtung hierbei eine so außerordentlich einfache gegenüber den direkten Messungen am Himmel ist. Die Beobachtung besteht in der Einstellung eines Fadens oder eines Fadenpaares auf die taxierte Mitte eines Sternscheibchens oder des Sonnenrandes usw. Die Schätzung der Mitte ist aber mit Fehlern behaftet, die von der Form und dem Durchmesser des einzustellenden Objekts abhängen, und es wird daher der Faden zu sehr nach rechts oder nach links, zu sehr nach oben oder nach unten eingestellt. Da dieser persönliche Einstellungsfehler z. B. bei Sternaufnahmen von der Größe der Sternscheibchen, also von der Helligkeit der Sterne abhängt, so werden die Messungen der Sterne abhängig von ihrer Helligkeit, und zwar bei manchen Beobachtern in nicht unerheblicher Stärke. Vermeiden läßt sich der Einfluß der persönlichen Gleichung nur, wenn derselbe Beobachter die Platte in zwei entgegengesetzten Lagen ausmißt, wobei sich im Mittel diese Fehler herausheben, oder wenn er letztere besonders bestimmt und dann an die Messungen anbringt. Dies muß aber von Zeit zu Zeit immer wieder neu geschehen, da zeitliche Änderungen der persönlichen Gleichung vorkommen.

Die weitere Verarbeitung der Messungen selbst, ihre Reduktion auf die in der Astronomie üblichen Koordinaten unter Berücksichtigung der den scheinbaren Ort am Himmel bedingenden Faktoren, wie Refraktion, Präzession, Nutation und Aberration, gehört in das Gebiet der reinen Astronomie und kann daher hier nicht weiter verfolgt werden. Dagegen mögen noch kurz die Prinzipien der verschiedenen Arten von Meßapparaten besprochen werden.

Ähnlich wie bei den direkten Mikrometerbeobachtungen richten sich dieselben wesentlich nach dem Zwecke; will man z. B. Parallaxenbestimmungen ausführen, so genügt es, allein Distanzen oder auch allein Positionswinkel zu messen; will man einen Stern an einen andern anschließen, so müssen beide Koordinaten festgelegt werden usw. Wir wollen hier gleich die allgemeine Aufgabe behandeln, auf einer Aufnahme die Position vieler oder aller Sterne im Anschluß an einige durch andere Messungen bereits festge-

legte Anhaltsterne mit möglichster Genauigkeit zu bestimmen. Die Anregung zu vielfachen Lösungen dieser Aufgabe ist erst in den letzten Jahren gekommen, hauptsächlich durch den Beschluß, aus den Aufnahmen für die photographische Himmelskarte einen Präzisionskatalog aller Sterne bis zur einschließlich elften Größenklasse herzustellen.

Die Ausmessung einer Platte kann nach zwei durchaus verschiedenen Methoden erfolgen: durch mikrometrische Messung mit Hilfe eines mit Mikroskopen versehenen Meßapparats, wobei man wieder zwei Arten unterscheiden kann, je nachdem man in rechtwinkligen oder in Polar-

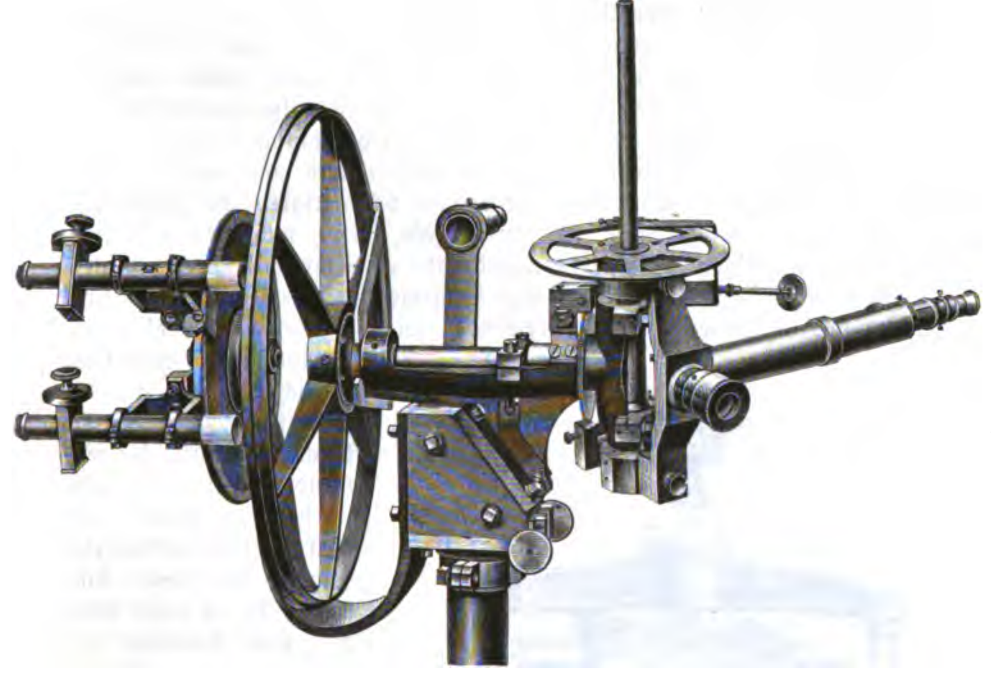


Fig. 123.

koordinaten mißt, und durch Winkelmessung mittels eines in einiger Entfernung von der Platte aufgestellten Fernrohrs. Die letztere Methode unterscheidet sich von der Winkelmessung am Himmel nur in einigen Punkten, die dadurch gegeben sind, daß die Sterne der Platte nahe beim Apparat befindlich sind, während bei Messungen am Himmel die Entfernung als unendlich groß zu betrachten ist. Ein zu derartigen Messungen bestimmter Apparat ist von Kapteyn konstruiert worden und hat zur Ausmessung der Platten für die südliche Durchmusterung, die „Cape Photographic Durchmusterung", gedient. Wie aus der obenstehenden Fig. 123 ersichtlich, ist seine Konstruktion recht kompliziert und durch eine kurze Beschreibung nicht zu erläutern.

Bei allen übrigen Meßapparaten wird die Platte durch ein Mikroskop betrachtet, und die Einstellung auf die Sternscheibchen geschieht vermittels eines im Mikroskop angebrachten Fadenkreuzes. Die Konstruktion der Meßapparate, welche zur Messung von rechtwinkeligen Koordinaten dienen, unterscheidet sich wieder nach zwei Richtungen hin, je nachdem die Messungen über die ganze Länge der Platte hin erfolgen oder über nur einen kleinen Teil derselben, wenn nämlich ein Gitter aufkopiert ist.

Im ersteren Falle muß entweder das Mikroskop in meßbarer Weise über die ganze Strecke hinüber verschoben werden können oder aber die Platte unterhalb des feststehenden Mikroskops. Die Messung der Verschiebung von Platte oder Mikroskop geschieht entweder auf der ganzen Länge durch eine sehr lange Mikrometerschraube oder durch Anschluß an die Teilstriche eines sehr exakten Maßstabes. Mit einem solchen Apparat kann man gewöhnlich nur in einer Richtung messen, also unmittelbar nur eine Koordinate ermitteln. Es muß dann eine Vorrichtung vorhanden sein, durch welche man die Platte um genau 90° drehen kann, um auch die andere Koordinate zu messen. Es besteht hierbei die Schwierigkeit, die zusammengehörigen Koordinaten nicht zu verwechseln, resp. nicht die x-Koordinate des einen Objekts mit der y-Koordinate eines anderen zu vereinigen.

Außerordentlich viel einfacher und bequemer sind die Meßapparate, bei welchen das aufkopierte Gitter verwendet wird. Hierbei ist die auszumessende Strecke stets klein — nicht größer als die Strichdistanz, 5^{mm} —, die Messung kann also bei feststehendem Mikroskop und feststehender Platte mit einem Okularmikrometer erfolgen; bei dieser Einrichtung ist es leicht möglich, zwei senkrecht auf einander stehende Mikrometer zu benutzen, so daß beide Koordinaten gleichzeitig gemessen werden können und Koordinatenverwechselungen gar nicht möglich sind. Es muß bei dieser Art von Meßapparaten aber jedes Quadrat des Netzes unter das Mikroskop gebracht werden können, was dadurch geschieht, daß die Platte ebenfalls auf einem Doppelschlitten montiert wird. Die Schlitten sind mit einer Teilung versehen,



Fig. 124.

welche derjenigen des Netzes genau entspricht, so daß man die Nummer des unter dem Mikroskop befindlichen Quadrats ablesen kann.

Der nach diesen Prinzipien eingerichtete Meßapparat des Potsdamer Observatoriums ist in Fig. 124 dargestellt. Das Mikroskop selbst ist gebrochen und nach vorn geneigt, um ein bequemes Hineinsehen zu ermöglichen.

Die Messung in Polarkoordinaten, d. h. die Messung von Distanz und Positionswinkel, wie z. B. bei den Doppelsternen, ist in der messenden Photographie heute nur ganz vereinzelt noch üblich. Die Messung selbst ist umständlicher und auch wohl weniger genau als in rechtwinkeligen Koordinaten; besonders aber ist die Reduktion auf die üblichen Himmelskoordinaten sehr umständlich und zeitraubend. Als einfachstes Prinzip für die Konstruktion eines Meßapparats zur Messung der Polarkoordinaten ist folgendes aufzustellen. Die Platte wird justierbar auf einem Rahmen befestigt, der den Teilkreis trägt, zu dessen Ablesung zwei entgegengesetzte, am Fußgestell befestigte Mikroskope dienen. Das Einstellmikroskop befindet sich auf einer geradlinigen, horizontalen Schlittenführung und muß so justiert werden können, daß das Fadenkreuz genau durch den Drehungsmittelpunkt des Kreises geht. Die Messung der Distanzen geschieht entweder durch direkte Ablesung der Stellung der Mikroskope an der fein geteilten Schlittenführung oder durch Messung mit dem Einstellmikroskop selbst an einem parallel zur Schlittenführung liegenden Maßstabe.

Man kann auch dem Einstellmikroskop eine feste Aufstellung geben und den Positionskreis mit Platte und Ablesemikroskopen auf einem Schlitten zur Messung der Distanzen anbringen.

Photographische Registriermethoden. Wir haben bisher nur über photographische Himmelsaufnahmen gesprochen, bei denen die Herstellung eines möglichst getreuen Bildes der betreffenden Stelle des Himmels bezweckt wird. Wir gehen nun zu einer kurzen Darlegung einer anderen Art der Anwendung der Photographie über: der photographischen Registrierung bei Durchgangsinstrumenten, also zu ihrer Benutzung bei Positionsbestimmungen im Meridianinstrument und bei Zeit- und Ortsbestimmungen. Wir müssen uns hierbei indessen recht kurz fassen, weil ja dieses ganze Gebiet an sich ein rein astronomisches ist, jedenfalls in höherem Maße als das Gebiet bildgetreuer Aufnahmen.

Photographische Registriermethoden gibt es in vielen Zweigen der Physik und Meteorologie schon lange. Diese Methoden beruhen im wesentlichen darauf, an demjenigen Teil des Instruments, dessen Drehung in letzter Instanz gemessen werden soll, einen Spiegel anzubringen, der ein auf ihn fallendes Lichtbündel nach einem in gleichförmiger Bewegung befindlichen lichtempfindlichen Papierstreifen reflektiert. Durch die kombinierte Bewegung von Streifen und Spiegel resultiert eine Kurve, deren Abszissen

die Zeit und deren Ordinaten die Winkelstellung des Spiegels angeben. Zur Messung von Längenänderungen, z. B. bei Quecksilber-Thermometern und -Barometern, kann man auch das Schattenbild der Quecksilbersäule kontinuierlich auf einem hinter der Säule sich verschiebenden lichtempfindlichen Streifen aufnehmen usw. In allen diesen Fällen verhilft die Photographie zu einem wirklichen Registrieren: der betreffende Apparat zeichnet automatisch die zu messenden Veränderungen auf.

Fälle, in denen diese Art der Registrierung in der Astronomie angewendet werden könnte, liegen im allgemeinen nicht vor. Es ist allerdings denkbar, die Chronographen, wie sie jetzt bei Durchgangsbeobachtungen angewendet werden, schließlich nicht rein mechanisch durch den Druck einer Spitze auf den Streifen aufzeichnen zu lassen, sondern dies photographisch zu besorgen; damit wäre aber schwerlich ein Gewinn zu erreichen, sondern wahrscheinlich nur vermehrte Kompliziertheit und Unbequemlichkeit. Andere Arten der Registrierung würden vielleicht mehr Vorteil bringen. So ließe sich z. B. unschwer ein Apparat konstruieren, der es dem Beobachter erlaubte, vom Okular aus bei einem Meridiankreise die relative Stellung der Kreisstriche zu einem Index zu photographieren, die, nachher ausgemessen, die Kreisablesung im Mikroskop ersetzte. Es würde sich hierbei eine größere Schnelligkeit in der Aufeinanderfolge der Beobachtungen erzielen lassen bei gleichzeitiger Ersparnis eines zweiten Beobachters. Dergleichen „Hilfsvorrichtungen" ließen sich gewiß zu vielen Zwecken herstellen; doch mögen hier diese Andeutungen genügen, und wir gehen zu den eigentlichen Registriermethoden über, bei denen das Auge des Beobachters durch die photographische Platte ersetzt werden soll.

Der Zweck, der hierbei verfolgt wird, kann ein sehr verschiedener sein: Erzielung größerer Genauigkeit durch Vermehrung der Einzelbestimmungen bei gleichem Zeitverbrauche; Beibehaltung der gleichen Genauigkeit mit Zeitersparnis; Vermeidung persönlicher Fehler. In dieser letzteren Beziehung ist daran zu erinnern, daß zwar die persönlichen Fehler, wie sie bei direkten Beobachtungen auftreten, vermieden werden, daß dafür aber solche anderer Art hinzukommen.

Die Eigentümlichkeit der photographischen Methode bei Durchgangsinstrumenten besteht darin, daß die Sterne infolge der täglichen Bewegung ihre Spuren als Striche auf der Platte zurücklassen (Fig. 125). Soll aus diesen Spuren auf die Zeit geschlossen werden, so müssen Unterbrechungsstellen vorhanden sein, die mit der Beobachtungsuhr in genau bekanntem Zusammenhange zu stehen haben. Bei Bestimmungen im Sinne der Deklination können entweder die Spuren verschiedener Sterne auf derselben Platte relativ an einander geschlossen werden, oder es muß eine mit dem Fernrohr verbundene Marke (Deklinationsfaden) mit zur Abbildung gebracht werden.

Der Einfluß der Luftunruhe auf die Messungsgenauigkeit ist bei der Aufnahme laufender Sterne ein viel stärkerer als bei ruhenden. Die Schwankungen der Sterne gleichen sich bei letzteren aus, worauf ja wesent-

lich die Vorzüge der photographischen Methoden vor direkten Beobachtungen beruhen. Bei laufenden Sternen wird dagegen der scheinbare Ort in jedem Moment abgebildet; die Sternspur registriert daher die Luftunruhe sorgfältig, so daß sich hierauf sehr gut eine Methode der Untersuchung der Luftunruhe gründen ließe. Die Schwankungen, welche senkrecht zur Bewegungsrichtung des Sterns stehen, stellen sich als Ausbiegungen der sonst glatten Striche dar; diejenigen, welche in jener Richtung liegen, werden als schwächere resp. kräftigere Stellen, als Knoten, in der Spur erkannt. Das Einstellen einer bei unruhiger Luft erhaltenen Spur zwischen zwei Fäden

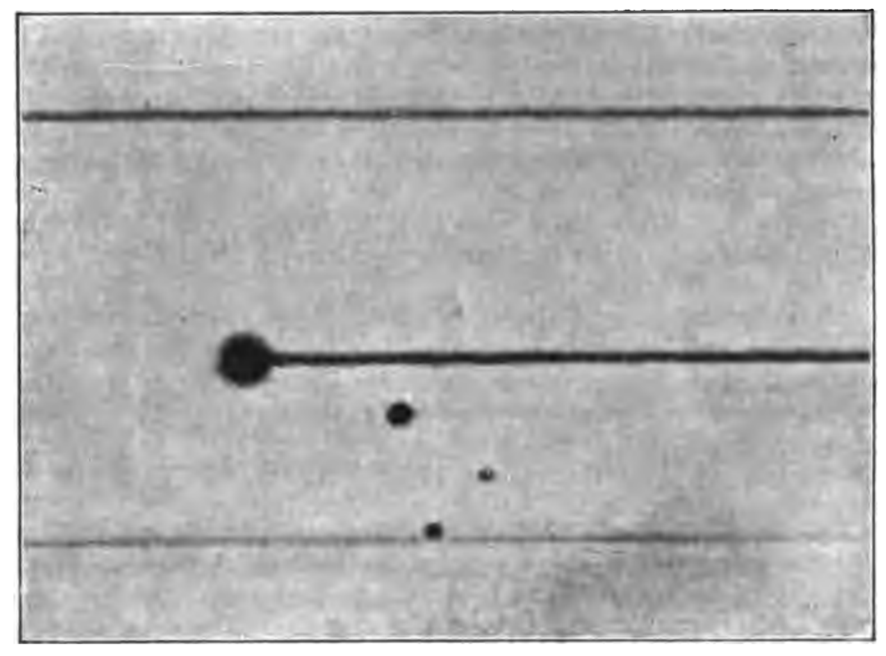


Fig. 125.

ist daher sehr schwierig, und die dabei zu erreichende Genauigkeit ist beträchtlich geringer als bei ruhend aufgenommenen Sternen; ja, es scheint so, als wenn sie geringer sei, als bei direkter Beobachtung unter entsprechenden Umständen. Eine bedeutende Verbesserung läßt sich erreichen, wenn man den Stern nicht eine kontinuierliche Spur aufzeichnen läßt, sondern eine unterbrochene, indem häufig, aber jedesmal nur auf sehr kurze Zeit — kürzer als zum Durchlaufen des eigenen Durchmessers notwendig ist — exponiert wird. In diesem Falle besteht die Spur aus einzelnen, etwas länglich gezogenen Sternbildchen, auf die sich mit nahe derselben Genauigkeit einstellen läßt, wie auf die Scheibchen ruhender Sterne. Jeder Punkt für sich ist durch die Luftunruhe deplaciert; stellt man auf eine größere

Zahl solcher Punkte ein, so erhält man den Mittelwert frei vom Einfluß der Luftunruhe. Gleichzeitig dienen dann diese Unterbrechungen als Anhalt im Sinne der Rektaszension.

Eine Vorrichtung, die derartig unterbrochene Spuren liefert, ist zuerst auf dem Georgetown Observatory in Anwendung gebracht und mit dem Namen Photochronograph belegt worden. In der Fokalebene des Fernrohrs ist anstatt des gewöhnlichen Fadennetzes eine Glasplatte mit eingerissenen Strichen eingesetzt, gegen welche die empfindliche Platte unmittelbar angedrückt wird.

Eine dünne Stahllamelle liegt horizontal vor der Mitte der Netzplatte, so daß das Licht eines durchpassierenden Sterns von der empfindlichen Platte abgeschlossen ist. Diese Lamelle steht mit dem Anker eines Elektromagneten in Verbindung, der seinerseits an den Stromkreis einer elektrischen Pendeluhr angeschlossen ist. Bei jedem Pendelschlage wird die Stahllamelle während eines Zeitraumes von $0{,}1^s$ gehoben, so daß also alle Sekunden eine Aufnahme von $^1/_{10}$ Sekunde Expositionszeit erfolgt. Um die Sekunden unterscheiden zu können, fällt der 29., 57., 58. und 59. Kontakt aus. Zum Aufkopieren des Netzes findet eine kurze Belichtung durch das Objektiv hindurch statt, während die Stahllamelle die Sternspur bedeckt, damit letztere nicht durch die Belichtung leidet.

Wie derartige Vorrichtungen an einem Durchgangsinstrument anzubringen sind, und inwiefern die Konstruktion des ersteren den letzteren anzupassen ist, sind Fragen rein astronomischer Natur. Ob der Hauptzweck der Anwendung der Photographie bei Durchgangsinstrumenten, die Erlangung vermehrter Genauigkeit, tatsächlich erreicht worden ist, dürfte noch nicht entschieden sein, da diese Anwendung bisher nur eine recht beschränkte geblieben ist.

Von Schnauder ist der Vorschlag gemacht worden, die Photographie bei rohen Ortsbestimmungen, speziell Breitenmessungen, auf Reisen zu verwenden. Hierbei soll die Genauigkeit gegenüber den bisherigen Methoden nicht vermehrt, sondern es soll erreicht werden, daß die Ortsbestimmungen von astronomisch nicht vorgebildeten Leuten ausgeführt werden können, und dies außerdem mit viel weniger diffizilen Apparaten und in beträchtlich kürzerer Zeit. Als einfachste Vorrichtung hierzu empfiehlt sich eine kleine Kamera, die auf einer nahe vertikalen Achse, mit Anschlägen drehbar, montiert ist. Als Objektiv kann eine gewöhnliche Porträtlinse mit großem Gesichtsfeld dienen, welche gegen den Zenit gerichtet ist. An der Kamera sind zwei auf einander senkrecht stehende Niveaus angebracht, zu deren azimutaler Orientierung ein Kompaß oder eine Visur auf den Polarstern genügt. Es werden nun in zwei um 180^0 verschiedenen Lagen der Kamera zwei Aufnahmen — behufs Vereinfachung der Rechnung drei Aufnahmen in der Reihenfolge 0^0, 180^0, 0^0 — gemacht, welche bei dem großen Bildfelde der gewöhnlichen photographischen Objektive unter allen Umständen die Spuren von mehreren Sternen abbilden. Die Ausmessung der

Distanzen der Spuren liefert nun später in Verbindung mit dem während der Aufnahmen ausgeführten Nivellement die scheinbaren Zenitdistanzen der Sterne und damit die geographische Breite des Beobachtungsortes. Auch für Längenbestimmungen ließe sich das Instrument verwerten, doch müßten auf anderem Wege erhaltene genauere Zeitbestimmungen damit verbunden werden, oder es muß der Mond mit aufgenommen werden.

Die Bestimmung der geographischen Länge durch Monddistanzen von helleren Sternen ist ebenfalls auf photographischem Wege ausführbar. Der erste Versuch dieser Art ist wohl von Runge, der in einer gewöhnlichen feststehenden photographischen Kamera zuerst ein Bild des Mondes aufnahm und eine Stunde später das Sternbild des Löwen, nachdem dieses in das Gesichtsfeld der inzwischen verschlossen gewesenen Kamera gelangt war. Ein Nachteil dieser Methode liegt einmal in der nicht kontrollierbaren Voraussetzung der absoluten Unveränderlichkeit der Stellung der Kamera in der Zwischenzeit und besonders in der Unschärfe der Mondränder wegen der Bewegung des Mondes und seiner großen Helligkeit.

Dieser letztere Übelstand haftet in noch viel höherem Maße einer von Schlichter vorgeschlagenen Methode an, der Mond und Sterne gleichzeitig photographiert bei solcher Stellung der Kamera, daß sich der Mittelpunkt der Platte möglichst in der Mitte zwischen Mond und den betreffenden Sternen befindet. Auf dieselbe Platte werden dann noch zwei bekannte Fixsterne von nahe derselben Distanz in symmetrischer Lage aufgenommen, welche den Winkelwert für die Monddistanzen liefern. Da der gleichzeitigen Aufnahme der Fixsterne wegen länger exponiert werden muß, so wird das Bild des bewegten Mondes ganz unscharf und zu einigermaßen genauen Messungen ungeeignet.

Eine wesentliche Verbesserung hat Koppe in die photographische Methode der Monddistanzmessungen durch die Elimination des stets unscharfen Mondbildes eingeführt. Es läßt sich hierzu jedes um 180° umlegbare photographische Instrument benutzen, sofern dasselbe mit einem Haltefernrohr versehen ist. Koppe selbst hat hierzu seinen zu anderen Zwecken konstruierten Phototheodoliten mit Vorteil benutzt. Man stellt das Fernrohr so auf den Mond und den zu vergleichenden Stern ein, daß der eine Faden des drehbaren Fadenkreuzes durch Mondmitte und Stern geht, während der andere Faden den Mondrand berührt und mittels der Feinbewegung für die Dauer der Expositionszeit — 20^s bis 30^s — in Berührung gehalten wird. Dann wird das Fernrohr mit der Kamera um 180° durchgeschlagen, in gleicher Weise eingestellt und eine zweite Aufnahme gemacht. Man erhält dadurch zwei Bilder in einer geraden Linie; die Mondbilder berühren sich, während die Sterne um das Doppelte der Monddistanz von einander entfernt sind. Gemessen werden nur die Sterne, die unscharfen Mondbilder fallen also heraus. Auch hier werden zur Ermittelung des Bogenwertes zwei bekannte Fixsterne mit aufgenommen.

Das Halten des Mondrandes läßt sich während der verhältnismäßig kurzen Expositionszeiten nach einiger Übung unschwer ausführen; immerhin sind durch die unvermeidlichen Schwankungen und durch die Eigenbewegung des Mondes die resultierenden Sternbilder nicht ganz rund und symmetrisch. Trotzdem ist die zu erreichende Genauigkeit eine recht hohe, wie Koppe an einem Beispiele gezeigt hat. Das Mittel der Monddistanzen gegen α Virginis aus vier Platten mit je drei Aufnahmen zeigte gegen die berechnete Monddistanz eine Abweichung von nur 1,3″, entsprechend einem Fehler von $2{,}8^s$ in der Länge. Damit ist die Brauchbarkeit der Methode für Längenbestimmungen auf Reisen erwiesen. Wenn der betreffende Beobachter auch nicht gerade astronomisch vorgebildet zu sein braucht, so ist eine genauere Kenntnis in der Handhabung des Phototheodoliten und eine spezielle Einübung im Halten doch erforderlich.

Siebzehntes Kapitel.

Die photographische Photometrie.

Photometrische Messungen lassen sich, anstatt direkt mit dem Auge, auch auf der photographischen Platte ausführen, und zwar nach zwei gänzlich von einander verschiedenen Methoden.

Die erste Methode besteht darin, die Dichte des Silberniederschlags des einen Objekts mit derjenigen eines anderen zu vergleichen. Führt man die Vergleichung mit dem bloßen Auge aus, so ist es weniger die Dichte, die man beurteilt, als die Transparenz; die Vergleichung der Transparenzen kann nach sämtlichen Prinzipien der Photometrie erfolgen, und es besteht eigentlich überhaupt kein wesentlicher Unterschied zwischen der direkten und der photographischen Photometrie dieser Art. Die photographische Helligkeitsvergleichung stellt nur einen Umweg dar, der aber zweifelsohne in vielen Fällen eine Verbesserung bedeutet, wenngleich das eigentliche Messen, die Herstellung gleicher Flächenhelligkeiten, genau derselben physiologischen Genauigkeitsgrenze unterworfen ist, wie die direkte Vergleichung. Es gibt aber Faktoren, die, wie gesagt, praktisch eine größere Genauigkeit der photographischen Messung bewirken, wie z. B. das Fehlen der Luftunruhe und das bessere Messen am Tage in Ruhe und bequemer Körperhaltung. Es kann ferner der Fall vorliegen, daß sich die Flächenhelligkeiten zweier Objekte im Blau und Violett stärker von einander unterscheiden als im Gelb; der größere Kontrast in der Photographie erlaubt alsdann ein genaueres Resultat als der kleinere Kontrast beim direkten Sehen. Dieser Vorteil erinnert aber daran, daß sich die Resultate der photographischen Photometrie durchaus nicht ohne weiteres mit denjenigen der optischen vergleichen lassen,

da sich die Messungen auf ganz verschiedene Spektralgebiete beziehen. Berücksichtigt man diesen Umstand sorgfältig, so kann die photographische Photometrie auch neben der optischen einen selbständigen Wert besitzen, indem aus den Resultaten beider ähnliche Schlüsse, wenn auch unvollkommener als aus spektralphotometrischen Beobachtungen, gezogen werden können.

Es ist selbstverständlich, daß der photographische Umweg auch neue Fehlerquellen in sich birgt, die eine sorgfältige Berücksichtigung erfordern. Diese Fehlerquellen beruhen auf der verschiedenen Empfindlichkeit und in der verschiedenen Färbung der verschiedenen Platten, so daß einwandsfreie Resultate ohne sehr sorgfältige und langwierige Untersuchungen nur dann erhalten werden können, wenn sich die beiden zu vergleichenden Objekte auf derselben Platte befinden. Selbst die Verwendung von Platten derselben Emulsion gewährt keinen hinreichenden Schutz, da die Empfindlichkeit der Platten mit der Zeit veränderlich ist. Sie wächst einige Monate nach der Herstellung und nimmt dann allmählich ab. Auch die Schichtendicke, und damit die Transparenz der Niederschläge, ist auf verschiedenen Platten nicht dieselbe, und vor allem ist die Entwicklung von Einfluß, da Unterschiede der Temperatur bei sonst gleicher Art des Entwicklers merkliche Veränderungen der Niederschläge erzeugen. Bei der Verwendung verschiedener Plattensorten aber können vollständig fehlerhafte Resultate entstehen. Man unterscheidet in der photographischen Praxis zwischen sogenannten harten und weichen Platten (siehe S. 260). Auf den ersteren ist bei sonst gleicher Empfindlichkeit gegen die schwächsten Lichteindrücke die Empfindlichkeit gegen starke Lichtwirkung viel größer als bei letzteren. So kann z. B. auf der einen Platte das Maximum des Silberniederschlags eintreten etwa bei der 100fachen Lichtstärke, die zur Hervorbringung der ersten Spuren des Niederschlags erforderlich war, während bei einer anderen Platte hierzu das 300- bis 400fache notwendig ist. Verschiedenartige Entwicklung bedingt verschiedenartige Färbung der Niederschläge; bei der Vergleichung treten dann dieselben Schwierigkeiten auf, wie bei der optischen Photometrie.

Anstatt die Transparenz zweier Niederschläge direkt mit dem Auge zu vergleichen, kann dies auch bei stärkerer Vergrößerung im Mikroskop geschehen, wie bei dem Hartmannschen Mikrophotometer. Es wird alsdann weniger die Transparenz verglichen als die wirkliche Dichte.

Es war oben bemerkt worden, daß in der photographischen Photometrie die sämtlichen Prinzipien der Photometrie benutzt werden können, wenngleich gewiß manche derselben dabei sehr unpraktisch sein würden. Es kann aber noch ein anderes, in der optischen Photometrie nicht benutztes Prinzip in Anwendung kommen, nämlich die Vergleichung mit einer unveränderlichen photographischen Helligkeitsskala. Diese läßt sich nach irgend einem photometrischen Prinzip in der Weise herstellen, daß eine Reihe neben einander grenzender Felder Belichtungen erhält, die von dem schwächsten Niederschlage bis zum Maximum desselben reichen und um ein bestimmtes Intensitätsintervall wachsen. Hierzu ist z. B. das Scheinersche Sensitometer

geeignet (siehe S. 262). Man kann die Transparenzen zweier zu vergleichender Objekte zwischen zwei dieser Felder, von denen das eine heller, das andere dunkler ist, entweder direkt einschätzen oder behufs größerer Genauigkeit photometrisch anschließen.

Bei allen photographisch-photometrischen Methoden, auch bei der weiter unten zu besprechenden zweiten Methode der linearen Messungen, tritt nun eine große Schwierigkeit auf, die auf dem innersten Wesen der Lichtwirkung auf die lichtempfindlichen Substanzen beruht, und zu deren Verständnis wir etwas weit ausholen müssen.

Der Begriff der mechanischen Arbeit ist bekanntlich das Produkt von Kraft und Weglänge, innerhalb welcher die Kraft wirkt. Es läßt sich das am einfachsten an einem Beispiele klarlegen. Ein Gewicht von 4^{kg} soll auf eine Höhe von 10^{m} gehoben werden. Die Kraft ist in diesem Falle die Anziehung der Erde auf 4^{kg}, sie wird direkt in der Gewichtseinheit von 1^{kg} gemessen, die Weglänge in der Einheit von 1^{m}. Die geleistete Arbeit ist das Produkt beider, also 40 Kilogrammeter. Ein zweites Mal soll ein Gewicht von 10^{kg} auf 4^{m} gehoben werden, die Arbeit ist wieder das Produkt beider, also ebenfalls 40 Kilogrammeter, d. h. in beiden Fällen ist die Arbeit dieselbe. Hieraus folgt der wichtige Satz, daß die beiden Faktoren, deren Produkt die Arbeit liefert, beliebig mit einander vertauscht werden können. Die Freiheit der Faktoren geht aber noch weiter; denn um 20^{kg} 2^{m} hoch zu heben, bedarf es ebenfalls nur derselben Arbeit von 40 Kilogrammetern, d. h. es ist gänzlich gleichgültig, wie die Faktoren Kraft und Weg beschaffen sind: wenn nur ihr Produkt dasselbe ist, so ist auch die Arbeit dieselbe.

Wir kommen nun zum Begriffe der Arbeitsleistung. Die Arbeit von 40 Kilogrammeter, um bei dem obigen Beispiele zu bleiben, ist immer dieselbe, gleichgültig, ob sie in einer Sekunde oder in einer Stunde ausgeführt wird; sie ist also unabhängig von der Zeit. Für den, der die Arbeit ausführen soll, ist aber die Zeit keineswegs gleichgültig; leistet er die 40 Kilogrammeter in einer Sekunde, so kann das für einen Mann zur völligen Erschöpfung führen, hat er eine Stunde Zeit dazu, so wird er nicht das geringste von Anstrengung merken. Die Arbeitsleistung ist also von der Zeit abhängig und wird gemessen durch das Produkt Geschwindigkeit und Kraft, für die Zeit gilt als Einheit die Sekunde. Die Einheit der Arbeitsleistung ist demnach eine Kilogrammetersekunde, und — beiläufig bemerkt — ist eine Arbeitsleistung von 75 Kilogrammetersekunden eine sogenannte Pferdekraft. Aber hier können die Faktoren nicht beliebig vertauscht werden.

Auch das Licht verrichtet nun auf der photographischen Platte eine Arbeit, deren Wirkung durch die Dichte des nach der Entwicklung gelieferten Silberniederschlags zur Sichtbarkeit gelangt. Die Lichtarbeit selbst ist der Intensität des Lichts gleich zu setzen, und daß die Arbeitsleistung von der Zeit abhängig ist, lehrt die Tatsache, daß im allgemeinen der Silberniederschlag mit längerer Dauer der Lichtwirkung dichter wird. Man könnte also

annehmen, und das ist auch früher geschehen, daß der Silberniederschlag ein Maß der geleisteten Arbeit sei, daß, wenn man mit i die Arbeit oder Intensität des Lichts bezeichnet und mit t die Expositionszeit, demnach die Arbeitsleistung, also die Dichtigkeit des Silberniederschlags, mit dem Produkte $i \times t$ zu identifizieren sei. Dann müßte also bei gleichem Produkte von $i \times t$ immer dieselbe Niederschlagsdichte resultieren, auch wenn man i und t miteinander vertauscht oder durch andere Faktoren ersetzt. Man hat dies früher auch als richtig angenommen, obgleich die Erscheinung der Solarisation bereits deutlich genug darauf hinweist, daß die Dichte des Silberniederschlags keineswegs der Zeit proportional verläuft, sondern eine komplizierte periodische Funktion derselben ist. Die Dichte des Silberniederschlags ist also durchaus nicht als Maß der geleisteten Lichtarbeit zu betrachten, und damit tritt eine außerordentliche Erschwerung in der Anwendung der Photographie auf die Photometrie auf, deren Vernachlässigung bereits vielfach zu durchaus unrichtigen Schlüssen geführt hat. Wie vorsichtig man wegen dieses Umstandes sein muß, mag das folgende Beispiel lehren.

Es sei eine Normalskala hergestellt mit Hilfe des S. 262 erwähnten Sensitometers. Das konstante Verhältnis zwischen den Helligkeiten je zweier aufeinander folgender Felder ist nach dem Prinzip der rotierenden Sektoren hergestellt, d. h. die Belichtungsdauer variiert von einem Felde zum andern oder also der Faktor t in dem Produkt der Arbeit. Es soll nun mit Hilfe einer solchen Skala das Lichtverhältnis zweier Stellen der Mondoberfläche ermittelt werden. Die Mondaufnahme ist auf derselben Platte befindlich wie die Normalskala, sie sind also auch beide gleichzeitig entwickelt. Es sind demnach alle notwendigen Vorsichtsmaßregeln berücksichtigt, und das Resultat aus der Vergleichung, die Stelle A ist c mal heller als die Stelle B der Mondoberfläche, dürfte danach als durchaus einwandsfrei zu betrachten sein. Das ist aber nicht der Fall. Bei der Mondaufnahme sind alle Stellen der Mondscheibe bei der gleichen Belichtungszeit erhalten worden, die Dichtigkeitsunterschiede des Silberniederschlags sind also allein durch Variation von i entstanden; da aber, wie wir gesehen haben, i und t nicht mit einander vertauscht werden können, so ist das Resultat nicht richtig. In diesem Falle hätte die Normalskala nicht nach dem Prinzip der rotierenden Sektoren hergestellt werden dürfen, sondern nach einem solchen, bei welchem die Variation der Intensität zugrunde liegt, z. B. der Lichtabschwächung durch Polarisation.

Wenn übrigens die zu messenden Unterschiede klein sind, so kann auf dieser kleinen Strecke ohne merkliche Fehler die Proportionalität von i und t angenommen werden, ebenso, wie man z. B. kurze Kurvenstücke als gerade Linien auffassen darf behufs Vereinfachung der Rechnungen.

Die bisherigen Erörterungen haben sich nur auf die photographisch-photometrische Vergleichung von Flächenhelligkeiten bezogen, und die Bestimmung bei punktförmigen Objekten, den Fixsternen, war bisher nicht in

Betracht gekommen. Es kann dies aber geschehen, sobald die Aufnahme der Fixsterne zu photometrischen Zwecken nicht mehr in der Brennebene erfolgt, sondern außerhalb derselben, wobei sich jeder Stern als Scheibe abbildet. Man erhält dabei allerdings einen sehr bedeutenden Verlust an Lichtstärke, was aber für Untersuchungen an helleren Sternen ohne Belang ist. Bedenklicher ist der Umstand, daß die extrafokalen Bilder von Sternen keineswegs Scheibchen von homogener Helligkeit sind, sondern infolge der Diffraktion innerhalb der Scheibchen ein periodischer Wechsel der Helligkeit stattfindet. Nach den Untersuchungen von Schwarzschild scheint es indessen, als ob trotzdem gute Resultate auf diesem Wege erhalten werden können; immerhin dürfte aber diese Methode einen nicht notwendigen Umweg darstellen, da es für die photographisch-photometrische Bestimmung von punktförmigen Abbildungen eine von den bisher erörterten gänzlich abweichende Methode gibt, die zu guten Resultaten führt, und deren Auseinandersetzung nunmehr folgen möge.

Seit der ersten Anwendung der Photographie auf die Aufnahme des gestirnten Himmels ist es bekannt, daß sich die Sterne als Scheibchen abbilden, deren Durchmesser sowohl mit der Helligkeit der Sterne als auch mit der Dauer der Exposition zunimmt. Man kann daher auf den photographischen Platten die Helligkeitsunterschiede der Sterne mit derselben Leichtigkeit erkennen wie bei der direkten Betrachtung; man kann aber auch diese Helligkeitsunterschiede auf der Platte messen, und damit ist für die zölestische Photometrie eine neue Methode gegeben, die sich von der optischen in einem prinzipiellen Punkt so wesentlich unterscheidet, daß zwischen beiden eigentlich gar keine Ähnlichkeit besteht. Jede optisch-photometrische Methode beruht, wie schon mehrfach hervorgehoben, in letzter Beziehung auf der Beurteilung von Intensitätsunterschieden, ganz gleichgültig, wie der messende Apparat beschaffen ist, und der Beurteilungsgenauigkeit ist eine Grenze gesetzt, die in physiologischen Eigentümlichkeiten des Auges ihre Ursache hat, und die durch keinen Apparat erweitert werden kann. Es ist bekannt, daß das menschliche Auge Intensitätsunterschiede, die unter 1% der Intensität liegen, nicht mehr wahrnehmen kann.

Bei der photographischen Methode werden die Intensitätsunterschiede in Längendifferenzen umgewandelt, deren exakter Bestimmung durch physiologische Eigentümlichkeiten keine Grenze gesetzt ist, sondern nur durch die Unvollkommenheiten der Methode und der Apparate, so daß immer weiterer Verbesserung prinzipiell nichts im Wege steht. Das ist unseres Erachtens ein ganz enormer Vorzug der photographischen Methode vor der optischen, der bisher noch immer nicht genügend gewürdigt worden ist.

Die Frage nach der Ursache der Verbreiterung der photographischen Sternscheibchen hängt so innig mit der Ermittelung der physikalischen Beziehungen zwischen den Durchmessern der Scheibchen und der Intensität und Expositionszeit zusammen, daß ihre Lösung auch vereint mit letzterer behandelt werden muß.

Die photographische Verbreiterung oder Ausbreitung stark belichteter Stellen der Platten über die Belichtungsgrenze hinüber zeigt sich übrigens nicht nur bei Sternaufnahmen, sondern bei allen kontrastreichen Photographien; man bezeichnete diese Ausbreitung früher als „photographische“ oder „chemische“ Irradiation und glaubte, daß sie auf einer Ausbreitung der chemischen Vorgänge innerhalb der empfindlichen Schicht durch Kontakt beruhe, daß sie also einen ähnlichen Vorgang darstelle, wie die Ausbreitung der chemischen Vereinigung oder Trennung innerhalb eines explosiven Gemisches, welche an einer Stelle eingeleitet worden ist.

Der erste, der sich genauer mit der Frage nach der Ausbreitung der Sternscheibchen beschäftigt hat, war G. P. Bond in Cambridge, dessen Untersuchungen hierüber im Jahre 1857 begonnen haben; es ist charakteristisch, wie genau Bond bereits damals die Eigentümlichkeiten des Vorgangs erforscht hat, und wie er die Vorteile der photographisch-photometrischen Methode erkannt hat, soweit dies nach dem damaligen Stande der physikalischen Kenntnis überhaupt möglich war: „Photographien von Sternen ungleicher Helligkeit bieten deutliche Unterschiede in Gestalt und Intensität dar, wenn ihre mit gleicher Expositionszeit erhaltenen Bilder mit einander verglichen werden; es drängt sich sofort die Möglichkeit auf, sie nach einer Skala ihrer photographischen oder chemischen Größen zu ordnen, welche analog der gewöhnlichen optischen Skala ist, sich aber von ihr wesentlich durch die Tatsache unterscheidet, daß sie auf wirkliche Messungen gegründet werden kann, gegenüber den vagen und ungewissen Schätzungen, auf welche sich die Astronomen bisher beschränkt haben, um die relative Helligkeit der Sterne in Zahlen auszudrücken. In drei Besonderheiten wird das vorgeschlagene System einen fraglosen Vorteil über das gewöhnlich benutzte haben, vorausgesetzt, daß die chemische Wirkung des Sternenlichts kräftig genug ist, um genaue Bestimmungen seines Betrags zu geben. Es wird weniger zugänglich für individuelle Eigentümlichkeiten unseres Gesichtssinns sein. Es wird weniger Raum sein für Unterschiede zwischen verschiedenen Beobachtern oder für schlechte Übereinstimmungen zwischen den Resultaten ein und desselben Beobachters zu verschiedenen Zeiten, in Beziehung auf das Intensitätsverhältnis der verschiedenen Größenklassen untereinander. — Schließlich wird es vollkommen die größte der dem Problem entgegenstehenden Schwierigkeiten überwinden — die Vergleichung der Sterne verschiedener Farbe.“

Die Beschreibung des Aussehens der Platten unter dem Mikroskop, welche Bond gibt, befindet sich in so völliger Übereinstimmung mit derjenigen, welche man von den jetzigen Gelatineplatten geben kann — Bond hat nasse Kollodiumplatten benutzt —, daß dieselbe auch heute noch unverändert gültig ist:

„Die ganze Oberfläche dieser Platten erscheint unter dem Mikroskop mit unzähligen undurchsichtigen Partikeln übersäet, von unregelmäßiger Begrenzung und von gleichem Aussehen, gleichgültig, ob sie durch ihre

Vereinigung das Bild eines Sterns liefern, oder ob sie bloß den Untergrund darstellen, auf welchen die Sterne projiziert sind. Obgleich die Durchmesser dieser Partikel sehr stark bei verschiedenen Platten variieren, wahrscheinlich infolge unbeabsichtigter Veränderungen der chemischen Entwicklung, bleibt doch ihre mittlere Größe auf allen Teilen derselben Platte nahe dieselbe. Wenn sie ein Sternscheibchen bilden, zeigt in ihrem allgemeinen Aussehen nichts die Helligkeit oder Lichtschwäche des Objekts an als das einzige Charakteristikum, daß, je heller der Stern ist, um so größer die Menge des Niederschlags wird, und zwar erkennbar durch die vermehrte Zahl der Teilchen innerhalb eines gegebenen Areals.

Eine bemerkenswerte Eigentümlichkeit zeigt sich übrigens bei der Entstehung des Bildes, daß nämlich eine gewisse bestimmte Expositionszeit, welche von der Helligkeit des Sterns abhängt, erforderlich ist, ehe irgend eine Spur von Lichtwirkung entdeckt werden kann. Unmittelbar nachher wird das Bild dadurch plötzlich erzeugt, daß 10 bis 20 Partikel innerhalb eines Areals von etwa 1″ Durchmesser sich vereinigen. Ihre Zahl wächst dann sehr schnell, und schließlich berühren sie einander und überdecken sich, während sich die Grenzen des Bildes nach allen Seiten ausbreiten, ein immer größer werdendes Areal einschließen, in der Mitte dichter, nach den Rändern diffuser werdend."

In betreff der Ursache der Lichtausbreitung hat Bond folgende Ansicht: „Die Erklärung für die Ausbreitung der Lichtwirkung, welche durch die Messungen angezeigt wird, ist etwas dunkel. Wenn sie durch Lichtzerstreuung infolge der Unvollkommenheiten des Objektivs verursacht wäre, müßte sie durch Verminderung der Öffnung gehemmt werden; aber oft entstehen ähnliche Bilder bei verschieden großen Öffnungen, sofern man die Änderung der Lichtmenge hierbei in Rechnung zieht. Es ist aber sehr wahrscheinlich, daß atmosphärische Störungen zum Teil die Erscheinung verursachen."

Fig. 126 zeigt den Anblick eines stark verbreiterten Scheibchens, herrührend von einem sehr hellen Stern, dessen Lichtfülle bereits ausgereicht hat, um in der Mitte Solarisation der Platte zu erzeugen, daher die Aufhellung. Dicht unterhalb dieses Bildes befindet sich das kleine Scheibchen eines benachbarten schwachen Sterns, und rechts ist noch ein Teil des Scheibchens eines Sterns von mittlerer Helligkeit teilweise zu erkennen.

Es ist klar, daß, wenn man die Gesetze kennt, nach denen der Durchmesser des Sternscheibchens von Helligkeit und Expositionszeit abhängt, man unmittelbar die Helligkeit der Sterne auf einer Platte oder auch auf verschiedenen Platten aus der bekannten Helligkeit eines einzigen Sterns ableiten könnte, und demnach ist eine große Zahl von Untersuchungen hierüber von Bond, Pickering, Scheiner, Wolf, Charlier u. a. angestellt worden. Die von diesen Forschern abgeleiteten Gesetze stimmen aber untereinander gar nicht überein, und es ist schließlich von Scheiner gezeigt worden, daß dies auch nicht möglich ist, da sie keine allgemein gültigen Gesetze sind, sondern

von gewissen Eigenschaften und Zuständen der Objektive oder Reflektoren abhängen.

Es ist eine ganze Reihe von Ursachen vorhanden, aus deren Zusammenwirken die Verbreiterung der Sternscheibchen resultiert. Als erste dieser Ursachen hat man an die Reflexion des Lichts gedacht, die an der Stelle des Bildpunktes von den beleuchteten Bromsilberpartikeln nach der Seite hin stattfindet; daß dies aber nicht die alleinige Ursache sei, hat bereits Wolf gezeigt. Er ließ den Bildpunkt eines Sterns auf einen schmalen, undurchsichtigen Gitterstrich fallen, so daß auf der Platte überhaupt kein

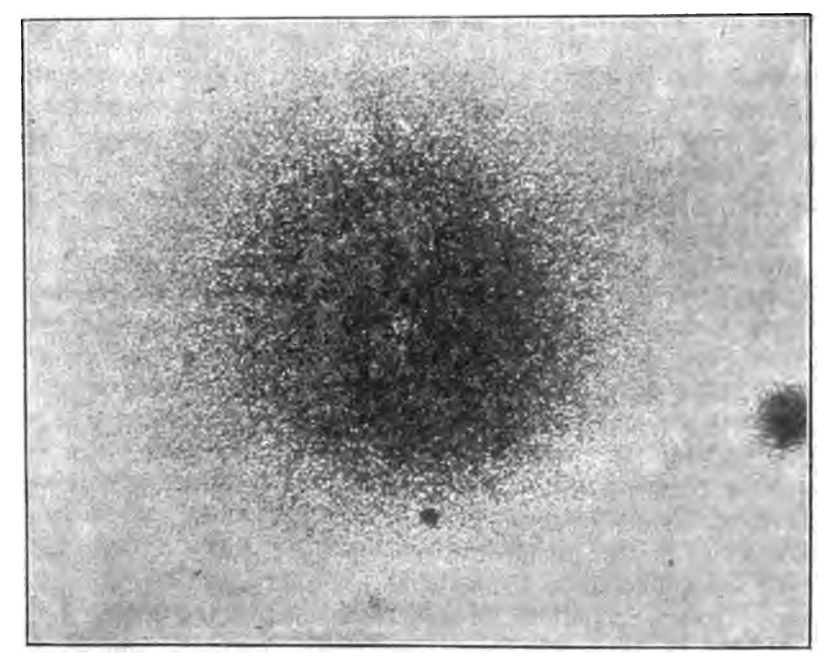


Fig. 126.

primärer Lichtpunkt vorhanden war. Trotzdem erschienen auf beiden Seiten des Striches die Segmente des Sternscheibchens, und zwar von derselben Größe wie bei Aufnahmen ohne Gitterstriche. Damit war bewiesen, daß das Scheibchen nicht durch Reflexion von einem primären Lichtpunkt aus entstanden war. Ein weiterer Versuch bestand darin, dicht neben dem Brennpunktsbilde des Sterns die photographische Schicht durch ein Stäubchen oder dergl. zu bedecken, wobei dann an dieser Stelle kein Lichteindruck auf der Platte entstand: Das Stäubchen hatte einen Schatten geworfen. Hieraus folgte, daß die Verbreiterung von Licht herrührte, welches aus der Richtung vom Objektiv herkam. Durch die Versuche Wolfs ist Scheiner zu folgenden Betrachtungen und Schlüssen geführt worden.

Wenn die Verbreiterung der Sternscheibchen von der Beschaffenheit des vom Objektiv (Spiegel) kommenden Lichts herrührt, so muß sich ein wesentlicher Unterschied zwischen der Wirkung eines durch eine Linse erzeugten primären Lichtpunktes und eines solchen zeigen, bei welchem jeglicher Lichtvorgang vor der empfindlichen Schicht ausgeschlossen ist, also eines durch eine feine Öffnung erzeugten Lichtpunktes.

Eine feine Öffnung, welche diese Bedingung erfüllt, also auch eine Diffraktionswirkung ausschließt, erhält man leicht auf folgende Weise. In eine kräftige Messingscheibe bohrt man einen Konus ein, bis dessen Spitze die gegenüber liegende Fläche nahe erreicht, welch letztere man alsdann bis zur Spitze des Konus vorsichtig abschleift; man kann auf diese Weise beliebig feine kreisrunde Öffnungen herstellen, deren scharfkantige Begrenzung in der Ebene der Metallscheibe liegt. Drückt man gegen letztere die empfindliche Schicht einer photographischen Platte an und belichtet mit nahe parallelem Licht durch die konische Öffnung, so sind wegen der innigen Berührung von Kante und Schicht merkliche Diffraktionen ausgeschlossen, und es kann, wenn die Reflexwirkung von der Rückseite der photographischen Platte in der üblichen Weise beseitigt wird, eine Lichtwirkung auf neben dem primär beleuchteten Punkt gelegene Teile der Platte nur noch durch Reflexe innerhalb der Schicht stattfinden.

Mit einer derartigen Vorrichtung angestellte Versuche ergaben nun, daß auch hierbei die Durchmesser der entstehenden Scheibchen mit wachsender Intensität oder Expositionszeit zunehmen, daß also mit Sicherheit eine Verbreiterung durch innere Reflexion stattfindet, daß aber die Scheibchen relativ sehr klein bleiben.

Um die Durchmesser der durch Linsen und durch Öffnungen erhaltenen Scheibchen mit einander vergleichen zu können, ist es erforderlich, die Lichtintensitäten der beiden primären Scheibchen zu kennen. Im allgemeinen dürfte die Erlangung dieser Kenntnis aber große Schwierigkeiten bereiten, und nur in einem Spezialfalle, in welchem die beiden Intensitäten einander gleich werden, ist die Vergleichung ohne weiteres möglich, nämlich dann, wenn Intensität und Expositionszeit genügend groß sind, um eine beginnende Solarisation des primären Scheibchens zu erzeugen; die Mitten der verbreiterten Scheiben werden alsdann wieder hell, sowohl bei Sternen, als auch bei den durch Öffnungen erzeugten Scheiben. Bei einer Reihe von Aufnahmen bei zunehmender Expositionszeit läßt sich der Beginn der Solarisation mit ziemlicher Sicherheit erkennen, und damit ist ein gemeinschaftliches Maß für die vom Licht geleistete Arbeit gegeben. Wenn man hierbei die Intensitäten noch so wählt, daß die Expositionszeiten bei beiden Methoden nicht zu sehr von einander verschieden sind, so sind auch die wegen der Nichtproportionalität von Zeit und Intensität zu befürchtenden Fehler nicht von merklichem Betrage.

Scheiner hat nun folgende Durchmesser für die verbreiterten Scheibchen im Beginne der Solarisation erhalten:

	Durchmesser in mm	Durchmesser in Bogensek.	Durchmesser des prim. Scheibch.
Photographischer Refraktor	0,98	60″	0,05 mm
Voigtländer Euryskop	0,88	480″	0,05
Feine Öffnung	0,20	—	0,06

Hiernach ist beim Refraktor und beim Euryskop die Solarisation bei 16- bis 18maliger Verbreiterung des primären Scheibchens eingetreten, bei den durch Öffnungen erzeugten Scheibchen schon bei 3- bis 4maliger, und es kann also nicht mehr dem geringsten Zweifel unterliegen, daß die Lichtreflexion im Innern der Schicht nur einen verhältnismäßig geringen Beitrag zur Verbreiterung der Sternscheibchen liefert.

Hierbei läßt sich gleichzeitig auch genähert feststellen, wie sich die Intensitäten in der Mitte der solarisierten Scheibchen und an dem äußersten Rande, wo nur noch eben eine Lichtwirkung stattgefunden hat, zu einander verhalten. So beginnt z. B. für den Refraktor die Solarisation der Mitte (einstündige Expositionszeit) bei Sternen der 3. bis 4. Größenklasse, und in derselben Zeit erscheinen als schwächste Sterne, von der Intensität des Randes der verbreiterten Sternscheibchen, die Sterne der 12. bis 13. Größenklasse; die Helligkeit des Randes ist also um 9 bis 10 Klassen geringer als die der Mitte; die Intensitäten verhalten sich demnach annähernd wie 1 zu 5000 bis 10000. Man ersieht hieraus, daß hier Intensitätsunterschiede in Frage treten, wie sie bei optischen Untersuchungen überhaupt nicht vorkommen; zur Erklärung der Erscheinung der Verbreiterung müssen also Faktoren in Rechnung gezogen werden, auf welche man sonst bei Fernrohrobjektiven nicht Rücksicht nimmt. Wir werden im folgenden einen Erklärungsversuch an der Hand der für den photographischen Refraktor geltenden Zahlen geben.

Von den in Frage tretenden Faktoren könnte man in erster Linie an die das Mittelbild umgebenden Diffraktionsringe denken; denn das Intensitätsverhältnis von $^1/_{5000}$ bis $^1/_{10000}$ wird beim 7. bis 9. Ringe erreicht, welche Ringe beim photographischen Refraktor einen Halbmesser von 10″ bis 12″ haben. Oben ist dieselbe Intensität für einen Radius der Scheibchen von 30″ angegeben, die Diffraktionsringe allein können also nur bis zur Hälfte der verbreiterten Scheiben gewirkt haben.

Man könnte dann weiter an den Einfluß der unvollkommenen Achromasie denken; dieser Gedanke ist um so mehr berechtigt, als bei Aufnahmen mit für optische Strahlen achromatisierten Objektiven überhaupt keine scharfen Sternscheibchen entstehen und hier zweifellos die sehr großen blauen und violetten Abweichungskreise hauptsächlich die Verbreiterung bewirken. Bei dem Potsdamer photographischen Objektiv sind jedoch die Strahlen von F bis ins äußerste Ultraviolett (das Gebiet der photographisch wirksamen Strahlen) sehr gut vereinigt, und zwar derart, daß der Halbmesser des stärksten Abweichungskreises — F — nur etwa 0,1 mm = 6″ be-

trägt. Erst bei C erreicht dieser Halbmesser den Betrag von 0,5^{mm} = 30″, wie sich leicht durch Anwendung rotempfindlicher Platten konstatieren läßt.

Der Einfluß der sphärischen Aberration ist bei dem besprochenen Objektiv wie bei allen guten astronomischen Objektiven sehr gering und beträgt für die Randstrahlen höchstens 0,05^{mm} = 3″.

Bei allen nicht verkitteten Objektiven, bei denen die Krümmungsradien der beiden inneren Flächen nicht sehr von einander verschieden sind, entsteht durch doppelte Reflexion in der Nähe des Fokalbildes ein zweites Bild, dessen Distanz vom Fokalbilde von der Differenz der beiden Krümmungshalbmesser abhängt. Bei Bildern außerhalb der optischen Achse liegt dieses Reflexbild zwar nicht genau zentrisch zum eigentlichen Bilde, man könnte jedoch diesem, in der wahren Brennfläche als Scheibchen erscheinenden Bilde die Ursache der Verbreiterung zuschreiben. Es läßt sich aber leicht zeigen, daß dies nicht zulässig ist. Die Intensität des zweiten Bildes ist wegen seiner Entstehung durch doppelte Reflexion zu annähernd $^1/_{400}$ anzunehmen. Nimmt man den Halbmesser des Bildes selbst zu 1″,5 an, ein jedenfalls eher zu großer als zu kleiner Wert, so reduziert sich seine Flächenintensität aber auf etwa $^1/_{60000}$, wenn es eine solche Distanz vom Fokus hat, daß es in der Brennfläche als Scheibchen mit dem geforderten Halbmesser von 30″ erscheint.

Wir glauben, hiermit gezeigt zu haben, daß keine der bei einem Objektiv rechnungsmäßig zu verfolgenden Fehlerquellen für sich allein eine Erklärung für die Verbreiterung der photographischen Sternscheibchen geben kann, und daß auch ihr Gesamteinfluß nicht die bei langen Expositionszeiten und großen Intensitäten auftretende starke Verbreiterung zu erklären vermag. Da außerdem die Flächen des zu diesen Untersuchungen benutzten ungefaßten Objektivs nicht um Beträge von $^1/_{100000}$^{mm} von der wahren Kugelgestalt abweichen, so können zur Erklärung der Verbreiterung nur noch die unregelmäßigen Fehler des Objektivs herbeigezogen werden. Hierbei hat man zwei Arten derselben zu unterscheiden, einmal die Rauhigkeiten der Oberflächen, kleine Schlieren, Luftbläschen usw., welche dem Objektiv unveränderlich angehören, und in zweiter Linie Deformationen des Objektivs durch die Fassung desselben.

Was die ersteren angeht, so ist es klar, daß sie bewirken, daß ein Teil des auf das Objektiv fallenden Lichts nicht im Bildpunkt vereinigt wird, sondern als zerstreutes Licht sich über das ganze Gesichtsfeld verbreitet; man erkennt diese Erscheinung sehr deutlich, wenn man schräg auf ein von der Sonne beschienenes Objektiv blickt.

Da aber kleinere Fehler naturgemäß häufiger vorkommen als größere, so sind geringere Abweichungen der Strahlen vom regelmäßigen Gange häufiger als große, und folglich ist die Intensität des zerstreuten Lichts in der Nähe des Bildpunktes größer als weiter von demselben. Diese Ursache kann augenscheinlich eine unbegrenzte Ausbreitung der Sternscheibchen im Gefolge haben.

Die verbreiterten Sternscheibchen besitzen die Eigenschaft, daß sie zuerst, solange sie klein sind, sehr scharf begrenzt erscheinen, und erst von einem gewissen Durchmesser an beginnt der Rand verwaschen zu werden, bis schließlich bei sehr großen Scheiben die Verwaschenheit eine größere Ausdehnung besitzt als der schwarze Kern. Unter der nicht zu bezweifelnden Annahme, daß bei einer gegebenen Intensität eine untere Grenze der Expositionszeit existiert, unterhalb welcher keine in die Erscheinung tretende Wirkung auf die empfindliche Schicht ausgeübt wird (Vorbelichtung), oder umgekehrt, bei einer gegebenen Expositionszeit eine entsprechende untere Grenze der Intensität, ist nur die folgende Erklärung für die obige Eigentümlichkeit der Scheibchen zulässig: Der Intensitätsabfall in der Nähe des Bildpunktes ist ein so steiler, daß einer sehr geringen Änderung der Entfernung eine so starke Änderung der Intensität entspricht, daß der Übergang vom völlig ausexponierten Bromsilber bis zum unzersetzten innerhalb einer sehr kleinen Strecke erfolgt, während der Intensitätsabfall in größerer Entfernung vom Bildpunkte immer flacher wird. Die Intensitätskurve hat also die Form der in der nebenstehenden schematischen Figur (Fig. 127) punktiert gezeichneten steilen Kurve, bei welcher die Ordinatenachse in den Rand des primären Sternscheibchens verlegt ist.

Fig. 127.

Die Entstehung dieser Kurve ist folgendermaßen zu denken: In der Nähe des Bildpunktes wirken auf die Verbreiterung zunächst die ersterwähnten Ursachen, also Diffraktion, sphärische und chromatische Aberration und innere Reflexion in der Schicht: diese Intensitätskurven mögen in der Figur durch die ausgezogenen Linien angedeutet sein; sie erreichen die Wirkungsschwelle schon alle nahe beim Bildpunkt. Die obere dieser Kurven möge nun den Intensitätsverlauf der durch die unregelmäßigen Fehler des Objektivs verursachten Lichtzerstreuung darstellen; diese Kurve hat die Eigenschaft, erst in weit größerer Entfernung von der Achse den Schwellenwert zu erreichen, also sehr viel flacher zu verlaufen. Die Gesamtwirkung der fünf Kurven gibt die Intensitätskurve der verbreiterten Scheibchen.

Es ist nun auch ohne weiteres einleuchtend, daß für jedes Objektiv, je nach seiner Konstruktion und der Feinheit seiner Bearbeitung, die Kurve anders ausfallen wird, und hieraus sind die Verschiedenheiten der von den verschiedenen Forschern gefundenen Gesetze für die Abhängigkeit der Scheibchendurchmesser von Intensität und Expositionszeit zu erklären.

Wir haben die Betrachtungen über die Verbreiterung der Sternscheibchen verhältnismäßig ausführlich behandelt, da sie grundlegend für diesen Zweig der photographischen Photometrie sind, insofern die Möglichkeit besteht, aus ihnen diejenigen Bedingungen abzuleiten, welche für die

Herstellung möglichst scharf begrenzter Scheibchen maßgebend sind, und wodurch eine erhöhte Genauigkeit der Photometrie zu erzielen wäre. Zurzeit ist diese Genauigkeit etwa gleich derjenigen der besten optischen Messungen; die lineare Messung der Durchmesser scheint die einzige Möglichkeit zur Gewinnung größerer Genauigkeit in Zukunft zu gewähren.

Sobald sich die photometrischen Messungen auf Sternscheibchen beziehen, welche so weit vom Mittelpunkt der Platte entfernt liegen, daß die normale Distorsion merklich wird, werden sie durch die Deformierung der Scheibchen beeinflußt. Statt der Kreise erhält man Ellipsen, deren große Achse auf das Zentrum der Platte gerichtet ist; von einem einheitlichen Durchmesser ist also keine Rede mehr, und es müssen sowohl die großen Achsen der Ellipsen als auch die kleinen gemessen werden. In welcher Weise die abgeleitete Helligkeit von dem Abstand von der Mitte abhängt, läßt sich allgemein nicht angeben; dazu bedarf es einer speziellen Untersuchung für jedes Objektiv oder jeden Spiegel; nur soviel läßt sich allgemein sagen, daß wegen der Vergrößerung der Scheibchen die Helligkeit mit dem Abstande wächst, solange die Helligkeit der Sterne und die Expositionszeit genügend groß sind, um vollständig ausexponierte schwarze Scheibchen zu erzeugen. Bei Sternen, deren Helligkeit hierfür nicht ausreicht, entstehen matte Scheibchen von kleinstem Durchmesser, und da dieser in der Mitte der Platte kleiner ist als an den Rändern, bei größerem Abstand sich also dieselbe Lichtmenge auf eine größere Scheibe ausbreiten muß, so tritt genau das umgekehrte Verhalten ein: die Sterne gleicher Helligkeit werden in größerem Abstand von der Mitte schwächer taxiert. Taxieren ist hierbei der richtige Ausdruck, denn die Abstufungen der Helligkeit bei den matten Scheiben können nicht mehr gemessen werden.

Die Luftunruhe wirkt ebenfalls nach zwei verschiedenen Richtungen hin. Bei den helleren Sternen mit schwarzen Scheiben bewirkt sie eine Vergrößerung der letzteren, und aus den Durchmesserbestimmungen resultiert eine größere Helligkeit. Die matten Scheibchen aber werden durch ihre Vergrößerung noch matter, ihre Helligkeit wird daher zu schwach taxiert. Auch hier läßt sich der Einfluß allgemein nicht zahlenmäßig angeben, da er unter anderem besonders von der Brennweite des benutzten Fernrohrs abhängt. Bei Aufnahmen mit den für die Herstellung der Himmelskarte bestimmten Refraktoren können die Einflüsse der Luftunruhe bis zu mehr als einer halben Größenklasse nach jeder Richtung hin anwachsen.

Wir kommen nun zu einem der wichtigsten Abschnitte der photographischen Photometrie, zu der Frage, welche Größenklassen bei gewissen Expositionszeiten und bei gegebenen Instrumenten noch eben zur Abbildung gelangen. Diese Frage ist von besonderem Interesse durch den Umstand, daß die Photographie unter Benutzung sehr lichtstarker Instrumente und sehr langer Expositionszeiten noch Sterne zur Wahrnehmung bringt, welche optisch nicht mehr erkennbar sind. Sobald die 11. oder 12. Größe überschritten ist, wird auch optisch die Helligkeitsbestimmung der schwächsten

Sterne eine sehr unsichere: die Sichtbarkeitsgrenze ist für die großen Refraktoren ziemlich willkürlich festgesetzt, und besonders ist nicht mehr von einer einigermaßen exakten Innehaltung des bei helleren Sternen üblichen Helligkeitsintervalls der Größenklassen die Rede.

Als die Fixsternphotographie in der zweiten Hälfte der achtziger Jahre des vorigen Jahrhunderts ihren plötzlichen Aufschwung nahm, glaubte man, auch für die Helligkeitsbestimmung der schwächeren Sterne mit einem Male ein Mittel gefunden zu haben; man nahm als ganz selbstverständlich an, daß Intensität und Expositionszeit im reziproken Verhältnisse ständen, und daß daher durch fortgesetzte Multiplikation der Expositionszeit mit $2\frac{1}{2}$ fortgesetzt ein Gewinn von je einer Größenklasse erzielt würde. Man gelangte hierdurch selbst bei noch verhältnismäßig kurzen Expositionszeiten zu ganz außerordentlich niedrigen Helligkeitsangaben: so sollten z. B. die für die Aufnahme der Himmelskarte bestimmten photographischen Refraktoren von 33^{cm} Öffnung in zwei Stunden Sterne der 17. Größenklasse abbilden. Das Ansehen, welches die Himmelsphotographie berechtigtermaßen zu diesem Zeitpunkt erlangte, wurde durch die Angabe derartig enormer Leistungen der Instrumente noch beträchtlich erhöht; und insofern hat die überschwengliche und wissenschaftlich nicht begründete Lobpreisung doch der astronomischen Wissenschaft einen Nutzen gebracht, als vielleicht ohne sie nicht das allgemeine Interesse an der Himmelsphotographie in dem Maße erweckt worden wäre, wie es zur internationalen Vereinigung der Astronomen behufs Herstellung der großen Himmelskarte notwendig war.

Die Annahme, daß bei vermehrter Expositionszeit ein mit dieser in proportionalem Verhältnisse stehender Gewinn an Lichtstärke erhalten wird, involviert die weitere, bereits erwähnte Hypothese, daß der vom Licht auf der Platte geleisteten Arbeit eine unter allen Umständen genau gleiche Menge von Silberniederschlag entspricht. Daß diese Hypothese nicht richtig ist, ist uns bereits bekannt. Die Beantwortung der Frage, welche Größenklasse bei gegebenem Instrument und gegebener Expositionszeit noch zur Wahrnehmung gelangt, hängt also davon ab, in welchem Maße bei den schwächsten Lichteindrücken das Gesetz von der Darstellung der Arbeitsleistung durch den Niederschlag unrichtig ist.

Hierüber sind nun vielfache Untersuchungen, zuerst von Scheiner, angestellt worden, die zu folgendem Resultate führten. Während bei Richtigkeit des Arbeitsleistungsgesetzes jede Vervielfachung der Expositionszeit um das $2\frac{1}{2}$fache einen Gewinn von einer Größenklasse liefern müßte, erhält man in Wirklichkeit nur einen Gewinn von 0,5 bis 0,7 Größenklassen. Diese Untersuchungen sind später von andern, besonders von Dunér, bestätigt und erweitert worden, letzteres insofern, als sich eine recht komplizierte Abhängigkeit von der absoluten Expositionszeit und auch von den Plattensorten ergeben hat. Was aber dieser Unterschied in praxi ausmacht, lehrt die folgende Tabelle, in welcher in der ersten Kolumne die jedesmal

um das $2^1/_2$fache wachsenden Expositionszeiten enthalten sind. Die weiteren Kolumnen enthalten die entsprechenden Werte der Sterngrößen, welche noch eben zu erhalten sind unter der Annahme der Richtigkeit des Gesetzes und den weiteren Annahmen, daß bei $2^1/_2$facher Vermehrung der Expositionszeit nur ein Gewinn von 0,7, 0,6 oder 0,5 Größenklassen resultiert. Als Grundlage sind die photographischen Refraktoren der Himmelskarte vorausgesetzt, welche bei einer Expositionszeit von 24^s Sterne der Größe 9,5 unter normalen Verhältnissen noch eben zur Abbildung bringen:

Exposition	1,0	0,7	0,6	0,5
24^s	9,5	9,5	9,5	9,5
1^m	10,5	10,2	10,1	10,0
2 30	11,5	10,9	10,7	10,5
6 15	12,5	11,6	11,3	11,0
15 38	13,5	12,3	11,9	11,5
39	14,5	13,0	12,5	12,0
1^h 37	15,5	13,7	13,1	12,5
4 3	16,5	14,4	13,7	13,0
10 7	17,5	15,1	14,3	13,5

Der Gewinn von 0,6 Größenklassen bei $2^1/_2$facher Vermehrung der Expositionszeit dürfte der Wahrheit im Mittel am nächsten kommen. Daraus folgt dann, daß man erst bei einer Expositionszeit von 10 Stunden diejenigen Größenklassen mit den photographischen Normalrefraktoren erhalten kann, die man früher in weniger als 30^m zu erhalten glaubte. Die zu hoch gespannten Erwartungen, die man in dieser Beziehung an die Fixsternphotographie geknüpft hat, sind nicht in Erfüllung gegangen, und trotzdem ist ihre Leistung noch immer eine gewaltige und ein großer Fortschritt gegen früher. Man kann sagen, daß man in einer Stunde Expositionszeit dasjenige zur Sichtbarkeit bringen kann, was man in einem gleichen optischen Instrumente direkt noch eben wahrnimmt. Jede Vergrößerung der Expositionszeit hierüber hinaus bringt also einen Gewinn, und da die Expositionszeit fast unbeschränkt ist, so läßt sich ein gewaltiger Erfolg erzielen. Im zweiten Teil dieses Buches wird vielfache Gelegenheit gegeben werden, sich von diesem Gewinn durch den Anblick zu überzeugen.

Zweiter Teil.

Die Ergebnisse der astrophysikalischen Forschung.

Sechster Abschnitt.

Die Sonne.

Um die Resultate verstehen zu können, zu denen man in bezug auf die physische Konstitution der Himmelskörper gelangt, ist die Kenntnis der rein astronomischen Ergebnisse als Grundlage erforderlich, und es muß diese deshalb hier vorausgesetzt werden. Aber entsprechend dem bereits in der Einleitung Gesagten, läßt sich eine scharfe Grenze zwischen Astronomie und Astrophysik nicht ziehen, und die Innehaltung einer solchen ist nicht einmal wünschenswert. So werden denn in dem zweiten Teil dieses Werkes auch häufig rein astronomische Daten mit aufgeführt werden, deren Zusammenhang mit den physischen Phänomenen und Theorien vielleicht nicht unmittelbar zu erkennen ist.

Im ersten Abschnitt soll versucht werden, so weit als möglich über die Natur der Sonne ins klare zu kommen. Es sind hierfür zwei Gründe maßgebend: einmal der Umstand, daß die Sonne als Zentralmasse und als Wärme- und Lichtspender für uns der wichtigste Himmelskörper ist, und daß die Untersuchung ihrer Strahlung als Grundlage für die Untersuchungen an den übrigen Körpern unseres Sonnensystems zu dienen hat; dann aber die Tatsache, daß die Sonne ein Fixstern ist, und zwar der einzige, der uns so nahe kommt, daß eine detaillierte Untersuchung möglich ist. Die an der Sonne gewonnenen Kenntnisse dienen daher auch wieder als Grundlage für die Erforschung der Fixsterne. So ergibt sich als naturgemäße Reihenfolge der einzelnen Abschnitte: die Sonne, die Planeten und Monde, die Kometen, die Nebelflecken, die Fixsterne.

Achtzehntes Kapitel.

Die Sonnenphänomene.

Bei der Betrachtung mit dem bloßen, nur durch dunkle Gläser geschützten Auge erscheint die Sonne als scharf begrenzte kreisrunde Scheibe, deren Helligkeit von der Mitte nach dem Rande zu abnimmt. In vereinzelten, seltenen Fällen sind dunkle Flecken auf der Scheibe zu erkennen. Um die Phänomene, welche sich auf der kleinen Sonnenscheibe zeigen, ihrem Umfange und ihrer Bedeutung nach verstehen zu können, ist eine Vorstellung

von den wahren Größenverhältnissen erforderlich, wie sie sich aus den gemessenen Winkelgrößen und der bekannten Entfernung der Sonne ergeben.

Der Winkeldurchmesser der Sonnenscheibe beträgt etwas über einen halben Grad; der genaueste bisherige Wert für denselben bei mittlerer Entfernung von der Erde ist nach Auwers 31′ 59″,26. Da nun die mittlere Entfernung der Sonne 149000000 km beträgt, so stellt sich der Durchmesser der Sonnenscheibe auf 1383000 km. Die kleinste Winkelgröße, die man in guten Fernrohren noch deutlich erkennen kann, ist etwa 1″ oder der 1919. Teil des Sonnendurchmessers. Das kleinste, auf der Sonnenscheibe wahrnehmbare Gebilde hat also einen Durchmesser von $\frac{1383000}{1919} = 720^{km}$, was etwa der Entfernung der nördlichsten Spitze Schottlands von der südlichsten Englands entspricht. Ein Gebiet von der Größe des Britischen Reiches ist also noch eben auf der Sonne als selbständiges Gebilde zu erkennen! Ebenso wichtig ist es, die Anschauung von der Größe der Sonnenkugel im Verhältnis zur Erdkugel stets zur Hand zu haben. Der mittlere Erddurchmesser beträgt 12756 km oder nur $^1/_{109}$ des Sonnendurchmessers. Die mittlere Entfernung des Mondes von der Erde ist 385080 km, das ist nur wenig über $^1/_4$ des Sonnendurchmessers. Wir wollen daher nie außer acht lassen, daß die kleinsten und unscheinbarsten Phänomene auf der Sonne sich über Gebiete erstrecken, die nur mit der Ausdehnung unserer Länder und Kontinente zu vergleichen sind, daß dagegen die augenfälligeren Erscheinungen sich in Dimensionen von Vielfachen der Erde abspielen.

Die Messungen des polaren und des äquatorialen Sonnendurchmessers haben im großen und ganzen einen Unterschied nicht erkennen lassen, so daß man die Gestalt der Sonne als sehr nahe mit der Kugelgestalt übereinstimmend betrachten kann. Nach Auwers ist eine Abplattung, die $^1/_{50000}$ des Durchmessers beträgt, nicht vorhanden. Nach den neuesten Untersuchungen ist es indessen möglich, daß periodische Abweichungen von der Kugelgestalt vorkommen, doch ist hierüber ein abschließendes Urteil noch nicht zu geben. Die Untersuchungen von Poor, die auch die neuesten Messungen des Sonnendurchmessers berücksichtigen, führen zu dem Ergebnis, daß das Verhältnis zwischen dem polaren und dem äquatorialen Durchmesser einer periodischen Schwankung unterworfen ist, die ihrer Länge nach mit der Periode der Sonnenflecken übereinzustimmen scheint. Der Betrag dieser Änderung der Durchmesser ist allerdings nur 0″,2, also eine Größe, die sich heute kaum durch Messungen sicher feststellen läßt.

Die Helligkeit der Sonne ist eine außerordentlich starke, so daß es ohne die schwersten Schädigungen des Auges nicht möglich ist, direkt in sie hinein zu sehen. Das gelingt zuweilen nur bei Sonnenuntergängen, dicht am Horizont, wenn viel Wasserdampf in der Atmosphäre vorhanden ist und die Sonne dann als hellbraune Scheibe erscheint. Man hat vielfach versucht, die Helligkeit der Sonne mit derjenigen irdischer Lichtquellen zu vergleichen, doch bietet dies besondere Schwierigkeiten wegen der starken Abschwächung

des Sonnenlichts, die hierzu erforderlich ist. Die ersten Versuche sind schon 1725 von Bouguer angestellt worden, der durch eine Konkavlinse das Sonnenbild vergrößerte und das Licht abschwächte. Es ergab sich, daß 82160 Kerzen in 1^m Entfernung erst dieselbe Beleuchtungshelligkeit wie die Sonne liefern. Aus verschiedenen weiteren Versuchen wird man nach Müller annehmen können, daß die Helligkeit der Sonne etwa 60000 Meterkerzen beträgt. Nach Fizeau und Foucault ist die Flächenhelligkeit der Sonne 146mal größer als diejenige des Drummondschen Kalklichts, nach Langley 5300mal größer als diejenige des geschmolzenen Eisens im Bessemer Konverter.

Es mögen hier auch die Resultate angegeben werden, die bei der Vergleichung des Lichts der Sonne mit demjenigen anderer Gestirne erhalten worden sind. So wird man nach Beobachtungen von Bond und Zöllner im Mittel für das Helligkeitsverhältnis von Sonne zu Vollmond 570000 anzunehmen haben, wobei Gesamthelligkeit und Flächenhelligkeit nahe identisch sind, da beide Gestirne nahe den gleichen scheinbaren Durchmesser besitzen.

Von Zöllner und Müller sind auch Vergleichungen zwischen der Sonne und dem hellen Stern Capella (α Aurigae) angestellt worden. Zöllner findet als Verhältnis der Gesamthelligkeiten 55760 Millionen, Müller 37165 Millionen. Die Parallaxe von α Aurigae ist bekannt, sie beträgt $0\overset{''}{.}11$; würde man die Sonne an die Stelle von α Aurigae setzen, so würde sie nur als Stern der Größe 6,5 erscheinen, also dem bloßen Auge nicht sichtbar sein. Da nun nach den spektroskopischen Untersuchungen die Konstitution des Sterns α Aurigae derjenigen unserer Sonne sehr ähnlich ist, so daß eine gleiche Leuchtkraft der Oberflächen angenommen werden kann, so folgt aus der Vergleichung der Helligkeiten ohne weiteres, daß α Aurigae sehr viel größer ist als unsere Sonne. Es verhalten sich nämlich die Helligkeiten wie die Größen der Scheiben, also wie die Quadrate der Durchmesser, und für das Verhältnis der letzteren ergibt sich alsdann 10 : 1; der Durchmesser von α Aurigae wäre demnach 10mal so groß als derjenige der Sonne. Es unterliegt aber wohl keinem Zweifel, daß α Aurigae ein sogenannter spektroskopischer Doppelstern ist, die Gesamthelligkeit also von zwei Körpern herrührt.

Bei Betrachtung der Sonne durch ein gutes Fernrohr oder noch besser auf photographischen Aufnahmen (Tafel I) bemerkt man, daß die Oberfläche der Sonne keineswegs eine kontinuierlich verlaufende Helligkeit besitzt, sondern daß sie granuliert ist, indem sich hellere Körner auf einen dunkleren Untergrund projizieren. Auf dieser granulierten Oberflächenschicht der Sonne, der „Photosphäre", zeigen sich häufig größere und kleinere dunklere Partien, die Sonnenflecken. Hellere, meist aderförmig verzweigte Stellen erscheinen in der Nähe des Randes; sie werden Fackeln genannt. Wir wollen uns zunächst mit diesen, ohne weitere Hilfsapparate beobachtbaren Phänomenen beschäftigen.

Die Sonnengranulation. Die äußere, direkt sichtbare Begrenzungsschicht der Sonnenkugel ist die Photosphäre, die lichtspendende Schicht,

welche als die allgemeine Ausgangsschicht der Sonnenstrahlung zu betrachten ist, und welche am Rande der Sonnenkugel, tangentiale Strahlung aussendend, die vollkommen scharfe Begrenzung der scheinbaren Sonnenscheibe liefert. Die Helligkeit der Photosphäre ist wesentlich bedingt durch die hellen Körner, die sich mit scharfem Kontraste von einem immerhin noch sehr hellen, aber relativ wesentlich dunkleren Untergrund abheben. Die Granulation ist am besten in dem mittleren Teile der Sonnenscheibe zu erkennen; nach dem Rande zu, wo die Strahlen sehr schräg austreten, nimmt die Helligkeit der Körner relativ zum Untergrunde stark ab, in Übereinstimmung mit der allgemeinen Abnahme der Helligkeit nach dem Rande zu. Die Körner sind durchschnittlich von rundlicher Gestalt, jedoch kommen in der Nähe der Flecken längliche Formen vor. Ihr Durchmesser schwankt zwischen $1/_{3}''$ bis $1''$. Stellenweise sind sie dicht gedrängt, so daß der dunklere Untergrund kaum noch zu erkennen ist, besonders in der unmittelbaren Umgebung der Flecken; an anderen Stellen aber lassen sie Zwischenräume frei, die häufig etwas größer sind als die Körner selbst.

Das Studium der Granulation bei direkter Beobachtung im Fernrohr ist außerordentlich schwierig, da bei der stets vorhandenen Luftunruhe die kleinen Objekte gar nicht festzuhalten sind. Viel besser sind hierzu die Sonnenaufnahmen geeignet, auf denen man in Ruhe beobachten und messen kann; hierbei ist aber zu bedenken, daß gute Sonnenaufnahmen äußerst selten sind. Unter Hunderten von Aufnahmen findet man wohl nur eine einzige, bei der so günstige Luftzustände obgewaltet haben, daß sie zur Untersuchung der Granulation geeignet sind. Um über die Veränderung der Körner Aufschluß zu erhalten, würde es außerordentlich wichtig sein, gute Aufnahmen zu besitzen, die innerhalb kurzer Zeiträume, vielleicht innerhalb weniger Minuten, erhalten sind. Es scheint dies aber bisher noch nicht gelungen zu sein.

Die besten Sonnenaufnahmen sind von dem französischen Astronomen Janssen erhalten worden; sie zeigen eine eigentümliche Erscheinung, welche von Janssen als „photosphärisches Netz“ bezeichnet worden ist. Die Photosphäre erscheint nämlich nicht von gleichförmiger Zusammensetzung, sondern ist in eine Anzahl mehr oder weniger von einander abstehender Figuren geteilt. Während in den Intervallen zwischen diesen Figuren die Körner zwar von verschiedener Größe, aber doch deutlich und scharf begrenzt sind, erscheinen im Innern derselben die Körner zur Hälfte verschwunden, ausgelöscht und verzerrt; sehr häufig sind sie ganz verschwunden, um streifigen Gebilden Platz zu machen. Die gestörten Flächen selbst besitzen mehr oder weniger abgerundete Begrenzungen, zuweilen aber auch ziemlich geradlinige, so daß sie polygonartig erscheinen. Der Durchmesser ist sehr verschieden; er erreicht häufig mehr als eine Bogenminute.

Während Janssen selbst und andere Astronomen diese Erscheinung für reell halten, also als wirklich auf der Sonnenoberfläche existierend, scheint uns eine viel mehr naheliegende Erklärung durch die Luftunruhe gegeben

zu sein. Wie die wellenförmige und zackige Linie des Sonnenrandes zeigt, sind während des Augenblicks der Aufnahme überall Bildverzerrungen am Rande vorhanden; sie müssen also auch in der Mitte der Sonnenscheibe auftreten und äußern sich eben in Deformationen, die sich über kleine Stellen der Fläche erstrecken. Wie wir kennen gelernt haben, erzeugt die Luftunruhe gleichzeitig sowohl Bildverzerrung durch Seitwärtsverschiebung als auch Undeutlichkeit infolge von Brennweitenänderungen. Beide Erscheinungen zeigt das photosphärische Netz.

Tafel II ist die Reproduktion einer Aufnahme der Sonnengranulation von Janssen vom 5. Juni 1881. Auf ihr ist das photosphärische Netz besonders deutlich zu erkennen.

Bei normaler Granulation finden sich häufig Stellen, an denen mehrere Körner fehlen und der Untergrund als dunkleres Fleckchen hervortritt. Die Helligkeit dieses Fleckchens entspricht noch genau der Helligkeit des Untergrunds. Sobald eine solche Stelle aber etwas größer ist — es fehlen vielleicht 5 bis 6 Körner —, wird in der Mitte der Untergrund wesentlich dunkler, scheinbar ganz schwarz. Ein solches Fleckchen wird alsdann als Pore bezeichnet und ist nichts anderes als ein sehr kleiner Sonnenfleck.

Die Sonnenflecken. Die Art und Weise der Entwicklung eines Sonnenflecks ist sehr verschieden; sie erfolgt häufig außerordentlich schnell, aus einigen Poren in wenigen Stunden. Auch die Veränderungen in der Gestalt des Flecks gehen häufig ungemein schnell von statten, so daß es z. B. schwierig ist, die Gestalt eines Flecks durch Zeichnung für einen bestimmten Moment festzustellen. Hierbei ist die photographische Aufnahme von besonderer Wichtigkeit, die in kurzen Intervallen wahrheitsgetreue momentane Bilder liefert. Auf Grund von zwanzigjährigen Beobachtungen gibt Cortie den folgenden Verlauf der Sonnenfleckenentwicklung als typisch an. Aus einzelnen kleinen Poren und Flecken bilden sich zwei größere Flecken aus, von denen der vorausgehende meistens der kompaktere ist und sich schneller in Länge bewegt. Zwischen diesen beiden Flecken bildet sich allmählich eine Verbindung durch kleinere Flecken aus, die aber bald wieder verschwinden und mit ihnen der nachfolgende Fleck. Der vorangehende Fleck nimmt dann eine runde Gestalt an, wird immer kleiner und löst sich schließlich in kleine Flecken und Poren auf, aus denen dann häufig eine neue Fleckenbildung vor sich geht. Auch die Dauer der Flecken ist eine sehr verschiedene. Zuweilen verläuft die Erscheinung in wenigen Tagen, häufig aber hält sie auch monatelang an. Dieselbe Verschiedenheit gilt auch in bezug auf die Größe. Die meisten Poren entwickeln sich überhaupt nicht zu Flecken, während es Flecken gibt, deren Durchmesser das Vielfache des Erddurchmessers beträgt. Die Poren und die kleinen bis mittleren Flecken sind gewöhnlich von rundlicher Form; die großen Flecken stellen aber meistens Areale dar von außerordentlich komplizierter Gestalt; sie sind häufig aus einer größeren Anzahl von Flecken und Poren zusammengesetzt.

Bei jedem ausgebildeten Fleck sind zwei Areale zu unterscheiden, der eigentliche Kern, der als innerer Teil eine gleichförmig dunkle Fläche zeigt, und der diesen Kern umgebende Rand, der Halbschatten oder die Penumbra. Bei den kleinen Poren scheint die Penumbra zu fehlen oder doch nur sehr wenig hervorzutreten. Eine Pore ist dargestellt in Fig. 128, es ist eine kleine rundliche Stelle, an welcher die hellen Körner der Granulation fehlen, und wobei auch der immerhin noch helle Granulationsuntergrund durch einen wesentlich dunkleren ersetzt ist.

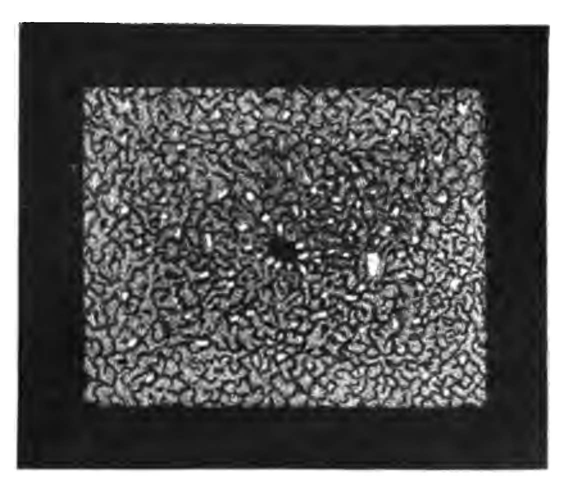


Fig. 128.

Auf Tafel III, die eine Reproduktion einer photographischen Aufnahme von Janssen vom 22. Juni 1885 ist, lassen sich nun alle Einzelheiten, die die Fleckenerscheinung bietet, erkennen, besonders ihr Zusammenhang mit der Granulation. In der nächsten Umgebung des Flecks unterscheidet sich die Granulation von jener der weiteren Umgebung durch ihre Dichtigkeit; die Körner scheinen größer zu sein und liegen auch dichter zusammen, so daß stellenweise die Granulation kaum noch zu erkennen ist; der dunklere Untergrund ist fast ganz verschwunden. Der Übergang von dieser äußerst hellen Photosphäre zur Penumbra ist ein ganz plötzlicher. Der Untergrund wird sehr dunkel, die Körner nehmen teilweise eine längliche Gestalt an und gruppieren sich kettenförmig zu konzentrisch gerichteten Strahlen, zwischen denen verhältnismäßig große Zwischenräume vorhanden sind. Diese Strahlen hören ebenso plötzlich auf, wie sie beginnen, und es bleibt der gleichmäßig dunkle Kern übrig. Dem Anblick nach erscheint der Kern eines Flecks vollständig dunkel oder schwarz; in Wirklichkeit aber ist seine Helligkeit noch immer eine sehr beträchtliche, wenn auch der Kontrast gegen die umgebende Photosphäre groß ist. Am besten ist dies zu bemerken, wenn einer der inneren Planeten, Venus oder Merkur, vor der Sonnenscheibe herzieht. An sich ist die uns alsdann zugekehrte Planetenscheibe absolut dunkel; ihre scheinbare Helligkeit ist aber diejenige unserer erhellten Erdatmosphäre, welche ja dazwischen liegt. Also auch die scheinbare Helligkeit der Planetenscheibe ist schon recht bedeutend, und doch erscheint ihr gegenüber der Kern eines Flecks beträchtlich heller, zu dessen eigener Helligkeit ebenfalls diejenige der Atmosphäre hinzutritt. Die zahlreich vorhandenen Schätzungen der Kernhelligkeit gegenüber der Photosphärenhelligkeit weichen stark untereinander ab; sie schwanken zwischen $^1/_{10}$ und $^1/_{50}$. Die Messungen des

Verhältnisses der Gesamtstrahlung von Kern und Photosphäre geben sämtlich wesentlich kleinere Werte, die zwischen $^1/_2$ und $^1/_3$ liegen; ein Resultat, welches durchaus im Einklang mit der weiter unten festzustellenden Tatsache ist, daß die allgemeinen Absorptionen, wie sie in der Sonnenatmosphäre auftreten, immer stärker für die abnehmenden Wellenlängen werden. Die Bestimmung der relativen Helligkeiten von Penumbra und Photosphäre hat nicht viel Zweck, da ja die Penumbra aus diskreten sehr hellen und sehr dunklen Streifen zusammengesetzt ist.

Der auf Tafel III dargestellte Sonnenfleck besteht aus zwei Teilen; der oben gelegene zeigt den Typus eines großen Sonnenflecks von einigermaßen rundlicher Form. In seinem Innern erscheint eine stark verzweigte helle Masse von fast gleichförmiger Helligkeit, doch lassen sich an ihr noch Spuren der Granulation erkennen. Derartige Überbrückungen kommen bei den größeren Flecken sehr häufig vor. Der unten gelegene Teil stellt eine chaotische Anhäufung von kleinen Flecken und Poren dar, eine Form, wie sie häufig beim Entstehen und Verschwinden eines Flecks zu beobachten ist, manchmal aber auch ohne Entwicklung längere Zeit bestehen bleibt.

Die Fleckenbildung findet durchaus nicht an allen Stellen der Sonnenscheibe statt; sie ist vielmehr fast vollständig auf zwei Zonen beschränkt, nämlich auf die Gürtel von etwa 10° bis 30° nördlicher und südlicher heliozentrischer Breite. Flecken außerhalb dieser Zonen sind seltene Erscheinungen, und in höherer Breite als 50° dürfte überhaupt wohl noch kein Fleck beobachtet worden sein.

Von besonderem Interesse ist die Bewegung der Flecken, worüber zwar außerordentlich zahlreiche Beobachtungen vorliegen, ohne daß indessen eine erschöpfende Behandlung dieses Gebiets erfolgt wäre. Im allgemeinen bewegen sich die Flecken in Parallelkreisen zum Sonnenäquator von Osten nach Westen; sofern sie sich nicht auf der sichtbaren Scheibe entwickeln, tauchen sie am Ostrande derselben auf, um am Westrande zu verschwinden, und bei größeren Flecken kann man zuweilen eine ein- oder gar mehrfache Wiederholung dieser Erscheinung beobachten. Es ist aus der Art dieser Bewegungen ohne weiteres zu schließen, daß sie eine Folge der Rotation der ganzen Sonnenkugel ist, die in bezug auf die Erde in etwa 27 Tagen vor sich geht, während die siderische Rotationsdauer ungefähr 25 Tage beträgt. Im einzelnen aber zeigen die Bewegungen der Flecken große Unterschiede, die zwar teilweise auf Beobachtungsfehler zurückzuführen sind, da die starken Formveränderungen eine beträchtliche Unsicherheit in betreff des festzuhaltenden Punktes (etwa des Mittelpunktes oder des Schwerpunktes der Figur) herbeiführen. Ein großer Teil der Bewegungsdifferenzen ist aber als reell zu betrachten, indem die Flecken häufig ihren Ort sowohl in Breite als auch in Länge verändern. Über die Bewegungen in Breite ist man noch recht im unklaren; bestimmte Gesetzmäßigkeiten sind bisher nicht mit Sicherheit nachgewiesen worden. Die Veränderungen sind auch im allgemeinen klein, doch sind auch Beispiele beträchtlicher Breitenveränderungen bekannt; so hat ein

Fleck, den Bianchi im Jahre 1866 während 5 Rotationsperioden der Sonne beobachten konnte, während dieser Zeit seinen Ort von 6° 26′ bis 14° 57′ verlegt. Secchi hat hiernach die Geschwindigkeit der Breitenänderung dieses Flecks zu etwa 800 km pro Tag berechnet.

Auch die Bewegungen in Länge zeigen zwar reelle Unregelmäßigkeiten — so sind nach Secchi Formveränderungen der Flecken meist mit plötzlichem Vorrücken der Flecken im Sinne der Rotationsrichtung verbunden —; trotz aller dieser Abweichungen von regelmäßiger Bewegung hat sich aber die feststehende Tatsache ableiten lassen, daß die Rotationsgeschwindigkeit der Flecken nicht eine konstante ist, sondern in starkem Maße von der heliozentrischen Breite abhängt, in dem Sinne, daß die Rotationsdauer mit wachsender nördlicher oder südlicher Breite zunimmt. Es ist das ein Resultat von besonderer Wichtigkeit, da es lehrt, daß diejenigen Stellen der Photosphäre, die durch die Flecken gekennzeichnet sind, nicht so rotieren, wie einer festen Oberfläche, z. B. der Erdoberfläche, zukommt, daß also die Photosphäre selbst nicht als eine feste Begrenzungsschicht der Sonne aufzufassen ist. Das theoretische Gesetz, nach welchem die Verzögerung der Rotation mit zunehmender Breite vor sich geht, ist nicht bekannt; man hat sich bisher damit begnügen müssen, empirische Formeln abzuleiten, welche die Beobachtungen möglichst gut darstellen. Im folgenden sind 4 derartige Interpolationsformeln, die von bekannten Sonnenforschern aufgestellt sind, angegeben:

1. Carrington: $\xi = 14^{\circ}15' - 2^{\circ}45' \times \sin {}^{7}/_{4} b$.
2. Faye: $\xi = 14^{\circ}12' - 3^{\circ}6' \times \sin^{2} b$.
3. Spörer: $\xi = 8{,}^{\circ}548 + 5{,}^{\circ}798 \cos b$.
4. Zöllner: $\xi = \dfrac{14^{\circ}23{,}'8 - 10^{\circ}22{,}'2 \times \sin^{2} b}{\cos b}$

In diesen Formeln bedeutet ξ den Rotationswinkel der Sonne pro Tag und b die heliozentrische Breite. Zur Beurteilung der durch diese vier Formeln gegebenen Rotationsart der Sonne genügt die Betrachtung der beiden extremsten Fälle, die möglich sind, nämlich für 60° Breite und für den Äquator. Die vier Formeln geben hierfür folgende Werte von ξ:

	Äquator	Breite 60°
1. Carrington	14° 15′	12° 7′
2. Faye	14° 12′	11° 52′
3. Spörer	14° 21′	11° 27′
4. Zöllner	14° 24′	13° 12′

Die Werte von ξ für den Äquator stimmen sehr gut überein, dagegen weichen die für 60° schon etwas beträchtlicher von einander ab; wie stark diese Abweichungen sind, erkennt man am besten aus der folgenden Tabelle, welche die aus den ξ berechneten Rotationszeiten der Sonne für Äquator und 60° Breite enthält.

	Rotationsdauer					
	Äquator			Breite 60°		
	Tage	Stunden	Minuten	Tage	Stunden	Minuten
1. Carrington	25	6	14	29	16	48
2. Faye	25	8	24	30	7	55
3. Spörer	25	2	10	31	10	48
4. Zöllner	25	0	0	27	6	28

Während der größte Unterschied in der Rotationsdauer nach den vier Formeln am Äquator nur 8 Stunden beträgt, wächst er bei der Breite 60° auf 4 Tage 4 Stunden an.

Die Tatsache der Rotationsverzögerung mit wachsender Breite steht hiernach fest, doch ist man über den Betrag derselben nach den Fleckenbeobachtungen noch ziemlich unsicher; das kommt zum größten Teil daher, daß hierbei außerordentlich komplizierte Verhältnisse obwalten, die in absehbarer Zeit nicht zu ergründen sind, und die etwa unseren meteorologischen Erscheinungen entsprechen, deren mittlere Gesetzmäßigkeiten zwar erkannt sind, während im Einzelfalle starke Abweichungen vom mittleren Verlaufe häufig eintreten. Wollte man aus den Formeln die Rotationsdauer der Sonne an ihren Polen berechnen, so würde man zu noch viel größeren Unterschieden gelangen. Die Zöllnersche Formel versagt überhaupt in diesem Falle; denn am Pole wird $\cos b$ zu 0, der Wert für ξ also unendlich groß.

Die Anzahl der Sonnenflecken ist wie ihre Größe eine außerordentlich stark wechselnde. Es gibt Zeiten, zu denen tagelang auch nicht der kleinste Fleck auf der Sonne zu erkennen ist, während zu andern Zeiten vielleicht ein ganzes Jahr lang die Sonne niemals fleckenfrei erscheint. Man hat schon früh erkannt, daß dieser Wechsel ein periodisches Verhalten zeigt, wenngleich im einzelnen die Periode nicht genau innegehalten wird. Zur Ermittelung der Sonnenfleckenperiode können verschiedene Wege beschritten werden. Am richtigsten würde es wohl sein, täglich die Größe des von den Flecken eingenommenen Areals zu messen und als Maximum der Erscheinung die Zeit des größten, als Minimum die Zeit des kleinsten Areals zu betrachten. Das ist aber ein recht zeitraubendes und umständliches Verfahren und ist jedenfalls in den früheren Zeiten, die zur Ermittelung der Periode zweckmäßig mit herangezogen werden, nicht geschehen. Man hat meist nur die Zahl der Sonnenflecken notiert. Diese Zahl allein zur Bestimmung der Maxima und Minima zu nehmen, ist aber sicherlich nicht richtig; denn ein großer Fleck zeugt doch sicherlich von einer größeren Tätigkeit innerhalb der Sonnenphotosphäre als ein kleiner. Ferner würde es sich fragen, ob man eine Fleckengruppe, wie z. B. die auf Tafel III unten gelegene, als einzelnen Fleck rechnen soll, oder ob die Zahl der in ihr enthaltenen Flecken anzugeben ist. Diesen Schwierigkeiten hat der Züricher Astronom Wolf, der sich auf dem Gebiete der Sonnenfleckenforschung durch jahrelang fortgesetzte, umfangreiche Untersuchungen die größten Verdienste

erworben hat, durch die Berechnung seiner sogenannten Relativzahlen zu begegnen versucht. Er zählte täglich sowohl die Anzahl der Fleckengruppen als auch die in ihnen enthaltenen einzelnen Flecken. Da nun die Bildung eines neuen Fleckengebiets eine stärkere Zunahme der Tätigkeit innerhalb der Photosphäre andeutet als die Entstehung eines neuen Flecks in einer schon vorhandenen Gruppe, so legte er der Gruppenzahl ein beträchtlich höheres Gewicht bei als der Fleckenzahl, und zwar das zehnfache. Bezeichnet man demnach die Zahl der vorhandenen Gruppen mit g, die der einzelnen Flecken mit f, so bezeichnete er als Maß für die Fleckenhäufigkeit die Zahl r, wo

$$r = 10 \cdot g + f$$

gesetzt war.

Die so erhaltene Relativzahl ist aber als einheitliches Maß nur für einen bestimmten Beobachter an einem bestimmten Fernrohr zu betrachten, da die Sichtbarkeit der kleineren Flecken vom Beobachter und Fernrohr abhängt. Betrachten wir z. B. die Fleckengruppe auf Tafel III, so wird von zwei Beobachtern, die mit verschieden großen Fernrohren arbeiten, der eine jeden kleinen Fleck einzeln zählen, während der andere die Partialgruppen als Flecken zählen wird. Im einen Falle wird man leicht an 60 bis 80 Flecken erhalten, im andern etwa 10 bis 12. Ein dritter Beobachter mit einem kleinen Fernrohr, in dem die einzelnen Flecken gar nicht mehr getrennt erscheinen, wird vielleicht nur 5 bis 6 einzelne Flecken zählen. Um also die Zählungen verschiedener Beobachter zu einem homogenen Material zu vereinigen, müssen die Relativzahlen mit verschiedenen Gewichten belegt werden.

Wolf hat Fleckenzählungen bis zum Anfang des 17. Jahrhunderts zurück verwerten können und aus ihnen die folgenden Jahreszahlen der Maxima und Minima abgeleitet; die zwischen den betreffenden Daten stehenden Differenzen ergeben die jeweilige Periodenlänge:

Minima	Periode	Maxima	Periode	Minima	Periode	Maxima	Periode
Jahr 1610,8	8,2	1615,5	10,5	Jahr 1745,0	10,2	1750,3	11,2
1619,0	15,0	1626,0	13,5	1755,2	11,3	1761,5	8,2
1634,0	11,0	1639,5	9,5	1766,5	9,0	1769,7	8,7
1645,0	10,0	1649,0	11,0	1775,5	9,2	1778,4	9,7
1655,0	11,0	1660,0	15,0	1784,7	13,6	1788,1	16,1
1666,0	13,5	1675,0	10,0	1798,3	12,3	1804,2	12,2
1679,5	10,0	1685,0	8,0	1810,6	12,7	1816,4	13,5
1689,5	9,4	1693,0	12,5	1823,3	10,6	1829,9	7,3
1698,9	13,1	1705,5	12,7	1833,9	9,6	1837,2	10,9
1712,0	11,5	1718,2	9,3	1843,5	12,5	1848,1	12,0
1723,5	10,5	1727,5	11,2	1856,0	11,2	1860,1	10,5
1734,0	11,0	1738,7	11,6	1867,2	11,7	1870,6	13,3
				1878,9		1883,9	

Als mittlere Länge der Sonnenfleckenperiode ist nach Wolf 11,12 Jahre gefunden. Die Abweichungen der einzelnen Perioden von diesem Mittelwert sind aber so groß, daß sie nicht durch Beobachtungsfehler allein zu

erklären sind, man vielmehr zu der Ansicht gezwungen wird, daß tatsächlich starke Verschiedenheiten der Periodenlänge von ihrem mittleren Verlaufe vorkommen.

Rechnet man die Zeit, die im Mittel zwischen einem Minimum bis zum folgenden Maximum vergeht, so erhält man 5,16 Jahre, während die Zeit vom Maximum bis zum folgenden Minimum 5,96 Jahre beträgt. Die Zunahme der Fleckenhäufigkeit von einem Minimum an erfolgt also wesentlich schneller als die Abnahme von einem Maximum an.

Die Figur 129 zeigt die Kurve der Fleckenhäufigkeit nach den jährlichen mittleren Relativzahlen von Wolf und seinem Nachfolger Wolfer, und

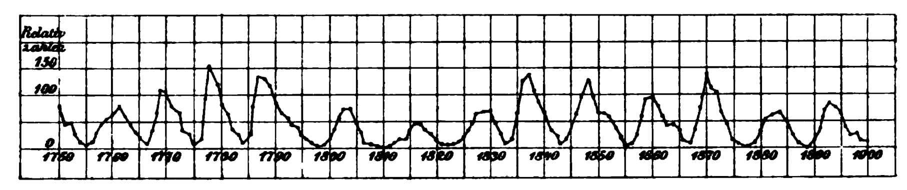


Fig. 129.

zwar vom Jahre 1750 bis 1900. Die 11jährige Periode tritt hier auf das deutlichste hervor, auch der stärkere Anstieg zum Maximum und der langsamere Abfall von letzterem sind gut zu erkennen. Die Höhen in der Kurve geben die jährliche Relativzahl an, und während nun in den Minimis die Relativzahlen alle gut übereinstimmen und nahe Null sind, weichen sie in den Maximis stark von einander ab. Auffallend sind die hohen Maxima von 1769 bis 1787, ebenso diejenigen von 1837 bis 1870, gegenüber den dazwischen liegenden und sich seitlich anschließenden niedrigen Maximis. Man hat daher angenommen, daß die 11jährige Periode nicht die einzige wirksame ist, sondern daß sich verschiedene Perioden übereinanderlagern. Nach den Untersuchungen von Wolf wäre diese 11jährige Periode noch überlagert von zwei andern von 10 resp. $8^1/_3$ Jahren, wodurch sowohl die starken Schwankungen in den Maximis als auch in der Periodendauer selbst zu erklären wären. Der bis jetzt zur Verfügung stehende Zeitraum von 150 Jahren reicht indessen noch nicht aus, um eine andere als die 11jährige Hauptperiode mit Sicherheit festzulegen.

Die täglichen Relativzahlen zeigen naturgemäß starke Schwankungen, als deren Hauptursache die Rotation der Sonne, die ja das plötzliche Auftauchen oder Verschwinden von Flecken oder Fleckengruppen verursacht, zu betrachten ist. Aber auch in den monatlichen Relativzahlen, bei denen die rein zufälligen Umstände zum größeren Teil bereits eliminiert sind, sind noch starke Schwankungen zu erkennen, wie Fig. 130 zeigt, welche die Kurve der Fleckenhäufigkeit für die Periode von 1867 bis 1878 nach den monatlichen Relativzahlen darstellt. Dieser Zeitraum ist als Beispiel gewählt, weil sich innerhalb desselben eines der größten bisher beobachteten Maxima

befindet. Es ist darauf aufmerksam gemacht worden, daß die Schwankungen in den monatlichen Relativzahlen zur Zeit der Maxima viel stärker sind als zur Zeit der Minima, wie das auch die Fig. 130 lehrt. Hierauf Schlüsse zu bauen, dürfte aber wohl kaum angängig sein, da diese Erscheinung ja eine ganz natürliche ist, wenn die Schwankungen, in Prozenten der ganzen Erhebung der Kurve ausgedrückt, die gleichen sind. Wolf glaubt, aus diesen Einzelschwankungen eine Periode derselben von $7^1/_2$ Monaten ableiten zu können.

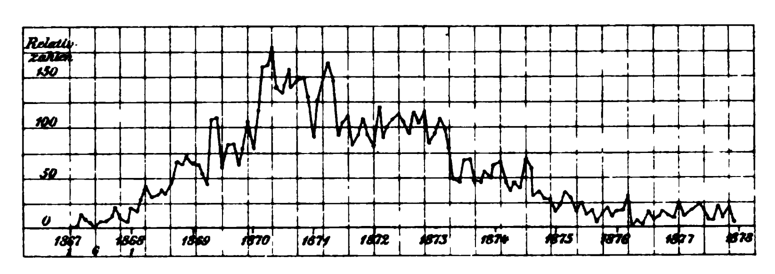


Fig. 130.

Wenn auch die Flecken auf die oben angegebenen Zonen beschränkt sind, so ist ihre Verteilung innerhalb derselben nicht konstant, sondern es läßt sich eine deutliche Abhängigkeit der Breite von der Zeit innerhalb der 11jährigen Periode erkennen. Tritt nach Passieren des Minimums allmählich wieder eine größere Fleckenhäufigkeit ein, so erscheinen die Flecken wesentlich in höheren Breiten; im Verlaufe des weiteren Ganges der Periode bevorzugen sie immer mehr die kleineren Breiten bis zum Minimum hin, worauf wieder beim Anstieg zum Maximum die höheren Breiten an Häufigkeit gewinnen.

Es dürften im vorstehenden die wesentlichen und einigermaßen sicher gestellten Ergebnisse der Sonnenfleckenstatistik in bezug auf die Periodizität der Häufigkeit dargestellt sein.

Es ist nun noch auf eine Erscheinung aufmerksam zu machen, welche mit der Umdrehung der Sonne zusammenhängt. Wenn sich ein Fleck nahe dem Sonnenrande befindet, so steht seine Fläche sehr schräg zur Gesichtslinie, und es muß also eine perspektivische Verzerrung des Flecks stattfinden, in dem Sinne, daß ein nahe kreisrunder Fleck zu einer Ellipse wird, deren kleine Achse senkrecht zum Rande, deren große Achse aber parallel zu diesem steht. Das ist auch in Wirklichkeit stets der Fall; aber es tritt häufig die weitere Erscheinung hinzu, daß der verzerrte Kern nicht mehr symmetrisch zur Penumbra steht. Die dem Sonnenrand zugekehrte Seite der Penumbra ist breit und deutlich zu erkennen, die entgegengesetzte ist sehr schmal oder überhaupt verschwunden, so daß sich der Kern hier an den Fleckenrand anschließt. Diese eigentümliche Erscheinung ist nach ihrem Entdecker das Wilsonsche Phänomen genannt worden, und sie ist von besonderer Bedeutung

für die Erklärung der Sonnenflecken, da sie nur dann hervortreten kann, wenn die Sonnenflecken Vertiefungen innerhalb der Photosphäre sind, so daß sich die Penumbra vom Rande des Flecks bis zum Kerne senkt. Die beistehende Fig. 131 lehrt ohne weiteres den Beweis für die Richtigkeit dieser Erklärung.

Fig. 131.

Es sind aber keineswegs alle Flecken, welche dieses Wilsonsche Phänomen zeigen oder wenigstens in ausgeprägter Weise darbieten; es ist daraus zu schließen, daß das Tieferliegen des Kerns nicht eine unerläßliche Bedingung ist. Man hat auch die Annahme gemacht, daß die Flecken an sich wohl Vertiefungen innerhalb der Penumbra seien, daß aber das ganze Gebilde eine erhöhte Lage in der Photosphäre besäße. Das Aussehen der Flecken am Sonnenrande und besonders ihre scheinbare Entfernung von letzterem wird übrigens auch in merklicher Weise durch die Refraktion in der Sonnenatmosphäre modifiziert, welche in genau der gleichen Weise wirkt wie die Refraktion in unserer Erdatmosphäre.

Die Helligkeitsabnahme von der Mitte nach dem Rande der Sonnenscheibe. Diese schon erwähnte Helligkeitsabnahme ist im Fernrohr oder auf einer Sonnenaufnahme sehr deutlich zu erkennen. Sie ist zunächst eine sehr langsame, nimmt aber auf dem letzten Viertel oder Fünftel des Radius in auffallender Weise zu und ist mit einer bräunlichen Färbung verbunden. Die photometrischen Messungen dieser Lichtabnahme sind recht zahlreich, doch können nur wenige von ihnen Anspruch auf genügende Genauigkeit erheben. Nach den Messungen von Secchi und Vogel nimmt die Helligkeit mit dem zunehmenden Abstand von der Mitte nach den im beistehenden Täfelchen gegebenen Prozentzahlen ab.

Abstand von der Mitte	Helligkeit
0,0	100
0,2	99
0,4	98
0,6	94
0,7	89
0,8	82
0,9	69
1,0	40

Die relativ stärkere Abnahme der Helligkeit am Rande ist hieraus sehr deutlich zu erkennen. Von größerem Interesse sind die spektralphotometrischen Messungen Vogels, die, an verschiedenen Teilen des Spektrums angestellt, ergeben, daß die Helligkeitsabnahme für die kleineren Wellenlängen, also für die blauen und violetten Strahlen, stärker ist als für die roten, wodurch die bräunliche Färbung erklärt wird. (Siehe die Tabelle auf der folgenden Seite.)

Die Intensitätsabnahme gilt aber naturgemäß nicht nur für die sichtbaren, sondern auch für die Gesamtheit aller Strahlen, wie man durch thermische

Abstand von der Sonnenmitte	Violett λ 4090	Blau λ 4430	Grün λ 4700	Gelb λ 5130	Orange λ 5790	Rot λ 6620
0,0	100	100	100	100	100	100
0,1	100	100	100	100	100	100
0,2	99	99	99	99	99	100
0,3	96	97	97	97	98	99
0,4	93	94	95	94	97	98
0,5	89	90	91	91	95	97
0,6	82	85	87	86	91	95
0,7	74	78	81	80	85	91
0,75	69	73	77	76	80	88
0,8	64	67	72	71	75	84
0,85	57	60	66	65	68	79
0,9	48	50	58	57	59	71
0,95	35	35	46	44	46	58
1,00	13	14	16	16	25	30

Messung feststellen kann. Die zuverlässigsten Resultate hierüber sind von Frost erhalten worden, dessen Zahlen in der folgenden kleinen Tabelle gegeben sind.

Abstand von der Mitte	Intensität der Wärmestrahlung
0,0	100
0,1	100
0,2	99
0,3	98
0,4	97
0,5	95
0,6	92
0,7	88
0,8	81
0,9	66
1,0	(39)

Die Vergleichung zwischen den beiden letzten Tabellen zeigt eine ziemlich befriedigende Übereinstimmung zwischen den Resultaten der thermischen und der optischen Messungen innerhalb der Wellenlängen λ 5790 und λ 6620.

Von einzelnen Beobachtern ist die Behauptung aufgestellt worden, daß die Intensitätsabnahme auf der Nord- und der Südhalbkugel eine verschiedene sei. Nach den besseren Messungen scheint jedoch ein merklicher Unterschied dieser Art nicht vorhanden zu sein.

Wenngleich Erklärungsversuche der Sonnenphänomene im allgemeinen nicht hier, sondern erst weiter unten gegeben werden sollen, so ist in betreff der Intensitätsabnahme auf der Sonnenscheibe doch eine solche erforderlich, um die Erscheinungen, welche die Sonnenfackeln bieten, verstehen zu können. Es sind zwei Erklärungen möglich. Entweder hat die strahlende Schicht der Sonnenoberfläche, die Photosphäre, die Eigenschaft, daß bei schrägem Austreten der Strahlen die Flächenhelligkeit abnimmt, oder es findet eine Absorption der Strahlung oberhalb der Photosphäre in einer Sonnenatmosphäre statt. Die erstere Erklärung ist an sich wenig wahrscheinlich; denn nach dem Lambert-Lommelschen photometrischen Grundgesetze, nach welchem die Strahlung vom Kosinus des Emanationswinkels abhängt, muß eine leuchtende Kugel von der Mitte bis zum Rande die gleiche Helligkeit zeigen. Das Eulersche Gesetz würde sogar eine Vermehrung der Helligkeit nach dem Rande zu ergeben. Dagegen würde eine absorbierende Sonnenatmosphäre die Erscheinung vollständig deuten, da die von dem Rande nahe gelegenen Stellen kommenden Strahlen einen viel größeren Weg durch die Atmosphäre zurückzulegen haben als die

von der Mitte ausgesendeten. Vor allem würde eine Erklärung nach der ersten Art versagen, wenn man die Verschiedenheiten der Strahlungsabnahme für die verschiedenen Wellenlängen in Betracht zieht, während hier gerade die Absorptionshypothese eine ohne weiteres passende Deutung ergibt.

Die Sonnenfackeln. Die Sonnenfackeln sind in vielen Beziehungen als photosphärische Gebilde zu betrachten, die ihrem Verhalten nach den Flecken diametral gegenüber stehen. Es sind helle, aderartig verlaufende Gebilde, die an allen Stellen der Sonnenoberfläche vorhanden sind, vorzugsweise aber in den Fleckenzonen. Die Flecken sind stets mit ihnen umzogen, wie von einem Walle, der nach allen Richtungen raupenförmige Ansätze besitzt; die Fackeln treten aber auch als isolierte Gruppen auf, an Stellen, wo nicht die geringste Tendenz zur Fleckenbildung vorliegt. Wenn sie auch überall vorhanden sind, so sind sie doch im Fernrohr oder auf Sonnenphotographien nur in der Nähe des Sonnenrandes sichtbar, also nur in demjenigen Abstande von der Mitte der Scheibe, wo die Helligkeitsabnahme bereits recht merklich ist. Sie können meist bis dicht an den Rand hin verfolgt werden; in einzelnen Fällen sind sie sogar mit Sicherheit als Erhebungen am Rande sichtbar gewesen, der dann an diesen Stellen ein zackiges Aussehen zeigt und zuweilen scharfe Einschnitte und Einbuchtungen erkennen läßt.

Hiernach sind die Fackeln im Gegensatze zu den tiefer liegenden Flecken als Gebilde zu betrachten, die über das allgemeine Niveau der Photosphäre reichen, und hieraus ergibt sich auch zwanglos eine Erklärung ihrer auf den Sonnenrand beschränkten Sichtbarkeit.

Diese Beschränkung ist aber dem Studium der Fackeln sehr hinderlich gewesen, da sie nur wenige Tage hintereinander zu beobachten sind und die Feststellung ihrer Identität bei ihrem Wiedererscheinen am anderen Rande naturgemäß sehr unsicher ist. In ihrer Form und Erscheinung findet häufig ein schneller Wechsel statt, was das Festhalten bestimmter Punkte sehr erschwert. Die großen Fackelgruppen, welche unmittelbar die Flecken umgeben, nehmen selbstverständlich an den Bewegungen der letzteren teil; über die Bewegung der isolierten Fackeln ist man aber keineswegs vollständig im klaren, da sich die Resultate der verschiedenen Beobachter teilweise direkt widersprechen, und zwar in Abhängigkeit von der Methode der Beobachtungen selbst, was wieder mit der beschränkten Sichtbarkeit zusammenhängt. Im allgemeinen spricht die Wahrscheinlichkeit dafür, daß die Fackeln eine entsprechende Bewegung besitzen wie die Flecken, da, wie wir weiter unten sehen werden, die ganze Photosphäre das Rotationsgesetz befolgt, welches durch die Flecken angegeben ist. Wenn übrigens die Ursache der Flecken- und Fackelbildung im Innern der Sonne liegt, so sind Abweichungen von diesem allgemeinen Rotationsgesetz durchaus nicht unwahrscheinlich, da ja im Innern der Sonne ein ganz anderes Rotationsgesetz herrschen kann als in der Photosphäre.

Durch eine besondere, ebenfalls weiter unten auseinanderzusetzende spektroskopische Methode ist man heute in der Lage, die Fackeln, oder wenigstens

Gebilde, welche sich den Fackeln ihrer Form und Lage nach unmittelbar anschließen, an jeder Stelle der Sonnenscheibe beobachten zu können; die hierbei für die Bewegung der Fackeln gewonnenen Ergebnisse sind ebenda mitgeteilt.

Von großem Interesse sind die Resultate von Wolfer in betreff der Stabilität von Fackelgruppen. Zunächst zeigte sich, daß in dem Zeitraum von 1887 bis 1889, also während eines Sonnenfleckenminimums, die sämtlichen Fackelgruppen einer äquatorialen Zone von etwa 20° nördlich bis 20° südlich angehörten. Erst von Mitte 1889 an, vom Beginn des Anstiegs zum Fleckenmaximum, erschienen einzelne Fackelgruppen in höheren Breiten. Die Fackeln verhielten sich daher in dieser Beziehung genau so wie die Flecken. Ferner aber zeigte sich, daß sich die in dem genannten Zeitraum auftretenden Fackeln an zwei bestimmten Stellen der Sonne, die einander nahe diametral gegenüberstanden, konzentrierten. Jede der Gruppen erstreckte sich über ungefähr 120° heliozentrischer Länge, so daß die Zwischenräume zwischen ihnen je 60° betrugen. Wolfer bemerkt hierüber, daß diese Erregungszentra der Fackeln sich während der drei Jahre in nur wenig veränderter Stärke erhalten haben, und daß die gleichzeitig auftretenden Flecken so gering an Zahl waren, daß aus ihnen eine systematische Verteilung nicht hätte abgeleitet werden können. Es sei dies ein neuer Hinweis, daß man durch die Beobachtung der Fackeln ein viel deutlicheres und vollständigeres Bild von der Sonnentätigkeit gewinnnen könne als durch die Beobachtung der Flecken allein.

Über die Erscheinungen, welche sich am Sonnenrande zeigen, wenn Flecken oder Fackeln sich genau dort befinden, ist folgendes zu erwähnen. Secchi hat vielfach beobachtet, daß, sobald sich ein Fleck am Sonnenrande befindet, dort eine Einbuchtung entsteht, und hat diese Beobachtung als Beleg für die Richtigkeit der Wilsonschen Theorie angenommen. Auf Sonnenphotographien zeigt sich diese Erscheinung ebenfalls recht häufig; es ist aber mit Leichtigkeit zu erkennen, daß sie nicht reell ist, sondern optisch zustande kommt. Die Intensität des zerstreuten Sonnenlichts am Rande außerhalb der Sonne ist nicht sehr verschieden von derjenigen eines Fleckenkerns; daher fließt Fleck und Rand, sobald eine Annäherung auf einige Sekunden erreicht ist, in einander, und es entsteht ein scheinbarer Defekt am Rande.

Dagegen entstehen reelle Veränderungen des Sonnenrandes, wenn sich größere Fackelgruppen daselbst befinden. Fast jede solche Gruppe läßt auf Sonnenaufnahmen den Rand gezackter erscheinen, als er infolge der Luftunruhe an den übrigen Stellen ist. Es mag dies ebenfalls häufig nur optisch zustande kommen, in umgekehrter Weise wie bei den Flecken; aber letztere reichen doch manchmal deutlich über den Rand hinüber und lassen zwischen sich scheinbare Vertiefungen entstehen. Zuweilen treten hierbei aber auch sehr starke Vertiefungen am Rande auf, Einbuchtungen von mehreren Sekunden Tiefe, deren Realität nicht anzuzweifeln ist. Auf zwei kurz hintereinander am 8. August 1889 von Scheiner erhaltenen Sonnenaufnahmen

ist eine sehr starke Einbuchtung in gleicher Weise vorhanden. — Es ist hierzu zu bemerken, daß, wenn sich eine nahe symmetrische Vertiefung der Sonnenoberfläche dem Rande nähert, daselbst im günstigsten Falle nur ein nach der Sonne zu geradlinig begrenzter Defekt erscheinen kann, während die in den Fackelgegenden auftretenden Einbuchtungen mehr oder weniger trichterförmige Einschnitte darstellen, die bei wirklichen Vertiefungen nur dann entstehen können, wenn sie die Form von Schluchten besitzen, deren Längsachse in der Gesichtslinie liegt.

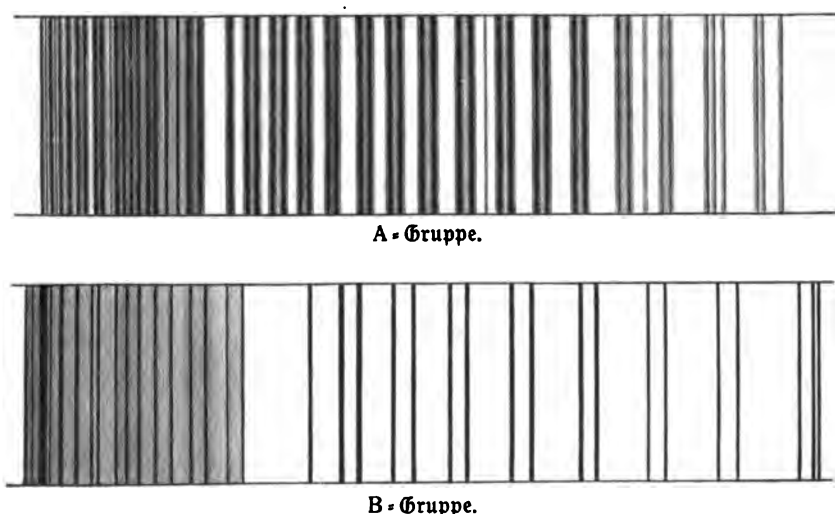
Die spektroskopischen Ergebnisse der bisher besprochenen Sonnenphänomene mögen nun angeschlossen werden.

Das allgemeine Sonnenspektrum. Das allgemeine Sonnenspektrum, welches man erhält, wenn man ein Spektroskop direkt auf die Sonne richtet, ist im wesentlichen als das Spektrum der Photosphäre zu betrachten, welches seinerseits zu beobachten ist, wenn durch ein Fernrohr eine Stelle der normalen Photosphäre auf den Spektroskopspalt projiziert wird.

Das sichtbare Sonnenspektrum erstreckt sich ungefähr von der Wellenlänge λ 4000 bis λ 8000, umfaßt also eine Oktave. Genau lassen sich die Grenzen nicht angeben, da in dieser Beziehung die Augen verschieden sind, außerdem aber auch die absolute Helligkeit eine Rolle spielt. Durch starke Konzentration des Lichts lassen sich die Grenzen erweitern, insbesondere im Violett. Es sind unzählige Farbennüancen im Spektrum vorhanden; praktisch unterscheidet man, von den kleinen Wellen beginnend, die Farben: Violett, Blau, Grün, Gelb, Orange, Rot. Das an sich kontinuierliche Spektrum ist durch eine große Zahl von dunklen Absorptionslinien unterbrochen, die vor allem im Blau und Violett sehr dicht zusammengedrängt sind. Die Zahl dieser Linien läßt sich nicht genau angeben, da um so mehr und um so feinere und schwächere Linien erscheinen, je stärker die Dispersion des Spektroskops ist und je enger der Spalt desselben gemacht werden kann. Fraunhofer konnte bereits einige hundert Linien erkennen, von denen er die kräftigsten, vom Rot beginnend, mit den großen Buchstaben des Alphabets bezeichnete. Die heute vollkommenste Darstellung des Sonnenspektrums ist von Rowland auf photographischem Wege mit Hilfe eines Konkavgitters erhalten worden. Seine Länge beträgt inklusive des Ultraviolett etwa 10^m, und die Zahl der Linien überschreitet 5000. Eine sehr große Zahl dieser Linien ist von Rowland mit großer Sorgfalt gemessen worden; der Rowlandsche Katalog enthält die Wellenlängen dieser Linien mit einer sehr großen Genauigkeit, so daß dieselben als Grundlage für fast alle weiteren spektroskopischen Messungen dienen können.

Der Anblick des Sonnenspektrums in kleineren Spektroskopen ist als so allgemein bekannt vorauszusetzen, daß eine Wiedergabe desselben hier überflüssig erscheint. Was aber hier stärkere Hilfsmittel zu leisten vermögen, ist in der Fig. 132 zu erkennen. Die im äußersten Rot gelegenen

Fraunhoferschen Linien A und B erscheinen für gewöhnlich tatsächlich als Linien, die einseitig etwas verwaschen sind. Bei starker Zerstreuung lösen sie sich in die Liniengruppen in Fig. 132 auf, die durch die Gesetzmäßigkeit der Linienstellung auffallen, und über welche bereits auf S. 173 berichtet ist.



A-Gruppe.

B-Gruppe.

Fig. 132.

Die oben angegebenen Grenzen des Sonnenspektrums lassen sich durch besondere Methoden nach beiden Seiten hin bedeutend erweitern. Am einfachsten ist dies für den ultravioletten Teil zu erreichen, da die gewöhnlichen photographischen Platten gegenüber den Strahlen kleiner Wellenlängen sehr empfindlich sind. Die Grenze, bis zu welcher man im Ultraviolett gelangen kann, ist zunächst abhängig von den optischen Medien, welche die Strahlung zu passieren hat; bei Verwendung von Fernrohrobjektiven und Glasprismen ist die Erweiterung keine bedeutende, da Glas für Ultraviolett undurchsichtig ist. Sehr viel mehr leisten dagegen Apparate, in denen statt des Glases Bergkristall benutzt wird; am vorteilhaftesten ist es aber, gänzlich auf die Lichtbrechung in optischen Medien zu verzichten und zur Bilderzeugung nur Hohlspiegel und als Dispersionsmittel nur Reflexgitter zu verwenden.

Aber auch unter diesen Umständen ist der Sichtbarkeit des ultravioletten Spektrums eine Grenze gesetzt durch die Undurchsichtigkeit eines optischen Mediums, welches leider nicht vermieden werden kann, nämlich durch unsere Luft.

Unsere Atmosphäre absorbiert bei normaler Dichtigkeit (Barometerdruck 760^{mm}) im Zenit bereits alle Strahlen jenseits der Wellenlänge λ 2930. Durch Aufstellung der Instrumente auf hohen Bergen wird zwar ein Teil der Atmosphäre eliminiert, aber nur in geringem Maße. Eine Erhebung

um 663 m verschiebt die Sichtbarkeitsgrenze nur um λ 0010 nach den kleineren Wellen hin. Wie außerordentlich undurchsichtig die Luft für die kleineren Wellen wird, geht daraus hervor, daß eine Luftschicht von 10 cm Dicke nur noch Wellen durchläßt, die größer als λ 1570 sind. Man hat sich daher genötigt gesehen, bei Laboratoriumsuntersuchungen über die ultravioletten Spektra die Apparate dicht zu verschließen und dann luftleer zu pumpen.

Diese starke Absorption der kleineren Wellen scheint durch Sauerstoff und Stickstoff zu erfolgen, doch spielt nach den neuesten Untersuchungen auch das Ozon hierbei eine wichtige Rolle. Vielleicht ist ein Teil der Erscheinung überhaupt nicht einer Absorption zuzuschreiben, sondern der sogenannten Molekularrefraktion (siehe S. 234). Nach einer wesentlich von Lord Raleigh aufgestellten Theorie findet eine Reflexion oder Zerstreuung der Lichtstrahlen in Gasen statt, die immer stärker wird, je mehr sich die Länge der Wellen den Dimensionen der betreffenden Gasmoleküle nähert, je kleiner also die Wellen werden, und zwar erfolgt diese Zunahme mit einer hohen Potenz der Wellenlänge. Durch diese Theorie wird die blaue Farbe des Himmels in sehr einfacher Weise erklärt, und es ist durchaus plausibel, daß für die Strahlen der kleinsten Wellenlängen schließlich schon bei Gasschichten von geringer Dicke nahe vollständige Reflexion stattfindet.

Während sich die Sichtbarmachung des ultravioletten Teils des Sonnenspektrums durch Anwendung der Photographie nur bis zur Wellenlänge von etwa 0,3 μ ausführen läßt, gibt es Methoden, welche dies für den ultraroten Teil über eine sehr viel größere Strecke ermöglichen. Bei allen diesen Methoden muß die Benutzung von Glas vermieden werden, da dasselbe für Ultrarot ebenso undurchsichtig ist wie für Ultraviolett. Als optische Medien kommen nur noch Flußspat und Steinsalz in Frage, und am einwandfreiesten ist natürlich wieder die Verwendung von Metallspiegeln.

Die erste dieser Methoden beruht auf einem besonderen, von Abney erfundenen photographischen Verfahren: Zusatz eines Harzes zum Bromsilber, wodurch die Empfindlichkeit der photographischen Platten so weit getrieben werden kann, daß sie für die sehr langen Wellen, wie sie von kochendem Wasser, also von einer Wärmequelle von 100° C, ausgehen, empfänglich sind. Für die feinere Aufnahme des Sonnenspektrums hat sich diese Methode aber nur bis zur Wellenlänge 1 μ benutzen lassen. Das Abneysche Verzeichnis der Spektrallinien im Ultrarot enthält von der Wellenlänge λ 7140 bis λ 9870 590 Linien.

Eine zweite Methode beruht auf der Phosphoreszenz und ist von Becquerel benutzt worden. Ein möglichst intensives Sonnenspektrum wird auf eine Schicht einer phosphoreszierenden Substanz projiziert; wird dann nach einiger Zeit das Spektrum plötzlich abgeblendet, so erscheint der ultrarote Teil desselben auf kurze Zeit in dem der Substanz eigentümlichen Licht; die dunklen Linien sind als solche zu erkennen. Eine Beobachtung

oder gar Messung ist bei dem sehr schnell verschwindenden phosphoreszierenden Spektrum sehr unsicher und schwierig; man kann jedoch die Erscheinung kontinuierlicher herstellen, wenn man auf den ultraroten Teil des zu beobachtenden Spektrums den ultravioletten Teil eines andern Spektrums projiziert, in welchem infolge weiter Spaltöffnung keine Linien mehr sichtbar sind. Es tritt dann hierbei die eigentümliche Erscheinung ein, daß die durch die ultraroten Strahlen erzeugte Phosphoreszenz durch die ultravioletten wieder aufgehoben wird, aber je nach der Stärke der ultraroten Bestrahlung verschieden. Infolgedessen erscheinen die Linien und Bänder des ultraroten Spektrums hell auf dunklem Grunde; es ist dies zwar immer nur auf eine kleine Stelle des Spektrums beschränkt, durch Verschieben des ultravioletten Spektrums können aber alle Teile nacheinander zur Sichtbarkeit gebracht werden. Da das Spektrum auf eine verhältnismäßig rauhe Fläche projiziert werden muß, so gehen leider alle Feinheiten verloren, und nur die starken Linien oder Bänder werden sichtbar. Becquerel hat auf der Strecke von 0,76 μ bis 1,88 μ 27 meist breitere Bänder messen können.

Die dritte und beste Methode zur Untersuchung des ultraroten Spektrums beruht auf der Messung der Wärmestrahlung mit Hilfe des Bolometers. Durch Langley ist diese Methode, deren Auseinandersetzung bereits auf S. 132 erfolgt ist, auf einen sehr hohen Grad der Vollkommenheit gebracht worden, wie die Reproduktion des Langleyschen Bolometerspektrums (S. 252) auf das deutlichste lehrt. Daß die Kurve die relativen Energien des Sonnenspektrums wiedergibt, ist an der o. a. Stelle erwähnt. Hier interessiert uns mehr die Sichtbarmachung der Linien und Bänder, die bis zur Wellenlänge 5,6 μ gelungen ist. Wie gewaltig das durch Langley erschlossene Spektralgebiet ist, lehrt der Vergleich mit der Ausdehnung des sichtbaren Spektrums, welches durch den punktierten Strich angedeutet ist.

Wir wollen nun der Frage nach dem Ursprung der dunklen Linien im Sonnenspektrum näher treten. Wenige, flüchtige Beobachtungen mit einem kleinen Spektroskop genügen bereits, um mit Deutlichkeit zu erkennen, daß zwei verschiedene Ursprungsstellen vorhanden sein müssen. Während die Mehrzahl der Linien, von Grün bis Violett überhaupt alle Linien, stets von konstanter Stärke und Dunkelheit ist, zeigt sich bei vielen Linien im Rot, Orange und Gelb ein sehr starker Wechsel des Aussehens, der in Abhängigkeit von der Höhe der Sonne über dem Horizont und von meteorologischen Bedingungen steht. Bei tiefem Sonnenstande und feuchter Luft erscheinen Linien und Bänder von einer Stärke, wie sie andere Linien des Sonnenspektrums überhaupt nicht besitzen, und bei hohem Sonnenstande und trockner Luft sind diese selben Bänder nur mit größter Mühe zu erkennen: Die dunklen Linien des Sonnenspektrums entstehen also nicht sämtlich durch Absorption in der Sonne selbst, sondern ein Teil wird erst durch Absorption in unserer Erdatmosphäre gebildet, und die Stärke dieser „atmosphärischen" Linien hängt von der Länge des Weges ab, den die Sonnenstrahlen in unserer Atmosphäre zu durchlaufen haben. Die Linien

sind also allgemein bei tiefem Sonnenstande kräftiger als bei hohem; weiter ist aus der Abhängigkeit der Stärke gewisser Linien vom Wasserdampfgehalte der Atmosphäre unmittelbar auf das Zustandekommen dieser Bänder durch die Absorption des Wasserdampfes zu schließen.

Eine möglichst genaue Kenntnis der atmosphärischen Linien ist in mehrfacher Hinsicht von großer Wichtigkeit, in erster Reihe, um die Sonnenlinien selbst rein zu erhalten. Auch in meteorologischer Beziehung ist ihre Kenntnis von Bedeutung; besonders durch die Untersuchungen von Cornu ist nachgewiesen worden, daß durch eine exakte Feststellung der Intensität der vom Wasserdampf herrührenden Linien der Wasserdampfgehalt der Atmosphäre recht sicher bestimmt werden kann. Des historischen Interesses wegen sei erwähnt, daß schon vor einigen Jahrzehnten die Benutzung des Spektroskops zu Zwecken der Wetterprognose in Vorschlag gebracht worden ist. Das starke Auftreten der Wasserdampflinien, „Regenbänder", sollte den baldigen Eintritt von Regenwetter anzeigen.

Es gibt bisher zwei Methoden, welche zur Ermittelung der atmosphärischen Linien führen. Die zuerst angewandte ist die sich ohne weiteres darbietende: die Beobachtung des Wechsels im Aussehen der Linien je nach der Höhe der Sonne und je nach der Wasserdampfmenge in der Atmosphäre. Die bei gleicher Sonnenhöhe, aber verschiedenem Wasserdampfgehalte erkennbaren Unterschiede der Stärke lehren gleichzeitig, welche der atmosphärischen Linien dem Wasserdampfe angehören.

Eine sehr viel schärfere Methode zur Erkennung der atmosphärischen Linien rührt von Cornu her und beruht auf dem Dopplerschen Prinzip (S. 140).

Die Sonne rotiert von Osten nach Westen; die lichtaussendenden Teile der Photosphäre am Ostrande nähern sich also dem Beobachter, die am Westrande entfernen sich von ihm mit der gleichen Rotationsgeschwindigkeit von 2,0 km am Sonnenäquator. Am Ostrande findet also eine Verschiebung der Spektrallinien nach Violett, am Westrande eine solche nach Rot statt. An dieser Verschiebung nehmen aber nur die Linien solaren Ursprungs teil, nicht die atmosphärischen, weil letztere ja von der Sonnenrotation unabhängig sind. Entsprechend der geringen Rotationsgeschwindigkeit sind die Linienverschiebungen klein und nur bei sehr starker Dispersion erkennbar, alsdann aber auch mit großer Deutlichkeit, wie Fig. 133 zeigt.

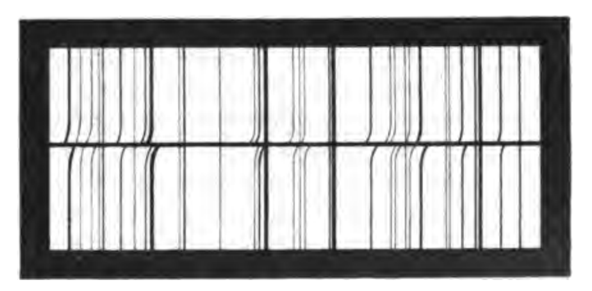


Fig. 133.

Behufs Herstellung dieser Spektralaufnahme wurden durch eine besondere optische Vorrichtung die Bilder des Ost- und des Westrandes unmittelbar in Berührung auf den Spalt des Spektroskops projiziert. Man erkennt deutlich, wie sich einzelne Linien an der Berührungsstelle der beiden Spektra nach entgegengesetzten Richtungen umbiegen, während andere, und das sind atmosphärische Linien, völlig gerade hindurchgehen.

Eine etwas modifizierte Beobachtungsart hat Cornu zur Herstellung seines Verzeichnisses der atmosphärischen Linien benutzt. Durch die oszillierende Bewegung einer vor dem Spektroskopspalt befindlichen Linse wird in schneller Abwechselung der Ost- und der Westrand der Sonne auf den Spalt projiziert; die eigentlichen Sonnenlinien werden dadurch schnell hin- und herverschoben und unterscheiden sich hierdurch von den in Ruhe befindlichen atmosphärischen Linien.

Die Mehrzahl der atmosphärischen Linien gehört zweifellos dem Wasserdampfe an, aber gerade die auffallendsten nicht. Es sind dies die Bänder A, B, deren gesetzmäßige Linienanordnung bereits in Fig. 132 wiedergegeben war, und ferner das Band α, welches ganz entsprechend zusammengesetzt ist. Es ist Egoroff und Janssen gelungen, diese Bänder im Licht elektrischer Lampen zu erkennen, nachdem die Strahlen eine sehr große Schicht Sauerstoff passiert hatten. Längere Zeit blieb es unentschieden, ob der Sauerstoff unserer Atmosphäre oder derjenige der Sonnenatmosphäre das absorbierende Agens sei; durch die Beobachtungen Janssens auf dem Montblanc ist aber konstatiert worden, daß diese Bänder in den großen Höhen wesentlich schwächer sind als in der Tiefe, und Janssen folgert daraus, daß die Absorption nur in der Erdatmosphäre zustande komme. Ein ganz bündiger Schluß ist dies nicht, da wohl in der Sonnenatmosphäre bereits eine Absorption stattfinden kann, die dann in der Erdatmosphäre noch verstärkt wird. Auch ist zu beachten, daß diese Gruppen nicht rein aus Sauerstofflinien bestehen, sondern außer solaren Metallinien atmosphärische Wasserdampflinien enthalten, deren wechselnde Stärke auch die Gesamtstärke der Bänder beeinflußt. Nach den Untersuchungen Cornus enthält z. B. das Band α 93 Linien, unter denen sich 27 solare Linien und 11 meist sehr kräftige Wasserdampflinien befinden. Vom Grün an bis ins Ultraviolett sind atmosphärische Linien nicht vorhanden, dagegen beherrschen sie das ultrarote Spektrum vollständig, in welchem sie, wie Fig. 107 zeigt, Bänder bilden, deren Ausdehnung die des ganzen sichtbaren Spektrums übertrifft. Neben dem Wasserdampf tritt hier die Kohlensäure als kräftigstes Absorptionsmittel auf; nähere Angaben hierüber finden sich an anderen Stellen dieses Buches.

Von besonderem Interesse ist die Frage, welchen chemischen Elementen die Sonnenlinien ihren Ursprung verdanken. Eine große Zahl derselben wurde unmittelbar nach der wissenschaftlichen Begründung der Spektralanalyse erkannt, wesentlich durch die Arbeiten von Kirchhoff und Bunsen. Hierhin gehören hauptsächlich diejenigen Elemente, welche auffallend kräftige

oder sehr zahlreiche Linien sowohl im Laboratorium als auf der Sonne liefern, vor allem Natrium mit dem charakteristischen Linienpaar im Gelb, der Fraunhoferschen D-Linie entsprechend; Wasserstoff mit den kräftigen Fraunhoferschen Linien C und F, g und h; Magnesium mit der ebenfalls sehr charakteristischen Liniengruppe b im Grün; Eisen mit Hunderten von Linien usw.

In manchen Fällen, besonders wenn es sich um schwache Linien handelt, bleibt die Konstatierung eines Elements in der Sonnenatmosphäre recht unsicher, da das Sonnenspektrum die schwächeren Linien so dicht gedrängt enthält, daß beinahe für jede Metallinie eine zufällige Koinzidenz aufzufinden ist. Ganz bedeutend wird eine derartige Untersuchung durch zwei weitere Umstände erschwert.

Bei den meisten Elementen sind die relativen Intensitäten der Spektrallinien abhängig von der Temperatur selbst und der Art der Temperaturerzeugung; es können bei zwei verschiedenen Temperaturen von demselben Elemente zwei recht verschiedene Spektra erhalten werden (siehe Kapitel 8). Da nun die Temperatur auf der Sonne eine sehr hohe ist, höher jedenfalls als sie, vielleicht mit Ausnahme des elektrischen Funkens, in irdischen Leuchtquellen erzeugt werden kann, so ist es durchaus denkbar, daß einzelne Elemente in der Sonne vorhanden sein können, deren abweichendes Spektrum nicht als dem betreffenden Element zugehörig erkannt werden kann.

Bei der spektralen Untersuchung der Elemente im Laboratorium tritt häufig eine Komplikation dadurch auf, daß es ganz unmöglich ist, die betreffenden Elemente mit einem solchen Grade von chemischer Reinheit herzustellen, daß im Spektrum nur die Linien dieses Elements erscheinen. Die Trennung der „falschen" Linien von den wahren erfordert zuweilen einen sehr großen Aufwand von Mühe und Sorgfalt. Nach alledem wird es einleuchten, daß die Aufgabe, mit Sicherheit festzustellen, ob ein irdisches Element auf der Sonne vorhanden ist, sehr große Schwierigkeiten bietet, und daß auch heute noch bei manchen Elementen in dieser Beziehung eine Entscheidung nicht getroffen ist.

Auch der umgekehrte Fall liegt vor. Von einer sehr großen Zahl der Sonnenlinien kennt man nicht ihren Ursprung. Schon lange hatte man im Spektrum des Sonnenrandes (siehe weiter unten) zwei charakteristische helle Linien erkannt, die keinem irdischen Elemente entsprachen, und die man daher nach ihrem solaren Ursprunge Helium und Koronium benannt hatte. Das Helium ist später auch als irdisches Element gefunden worden, das Koronium dagegen bis heute noch nicht.

Das folgende Verzeichnis enthält diejenigen Elemente, nebst ihren Atomgewichten, deren Vorkommen auf der Sonne mit Sicherheit festgestellt ist. Ihre Reihenfolge entspricht der Anzahl der Linien, deren Koinzidenz mit Sonnenlinien erkannt ist. Es ist aber hierdurch keineswegs der Grad der Feststellungssicherheit gegeben, wie man leicht am Natrium erkennen

kann, welches als erstes Sonnenelement bekannt wurde, sich in dem Verzeichnis aber erst an 20. Stelle befindet.

Eisen (über 2000 Linien)	56	Neodymium	143	Aluminium	27
Nickel	58	Lanthan	138	Kadmium	112
Titan	48	Yttrium	88	Rhodium	102
Mangan	55	Niobium	93	Erbium	165
Chrom	52	Molybdän	95	Zink	65
Kobalt	59	Palladium	106	Kupfer	63
Kohle	12	Magnesium	24	Silber	107
Vanadium	51	Natrium	23	Beryllium	9
Zirkon	90	Silizium	28	Germanium	72
Cer	139	Wasserstoff	1	Zinn	118
Kalzium	40	Strontium	87	Blei	205
Skandium	44	Baryum	136	Kalium	39
				Helium	4

Als zweifelhafte Sonnenelemente sind die folgenden zu betrachten:

Iridium	192	Ruthenium	101	Wolfram	183
Osmium	190	Tantal	182	Uran	237
Platin	193	Thor	231	Lithium	7

Nicht auf der Sonne nachzuweisen sind folgende Elemente:

Antimon	119	Caesium	132	Rubidium	85
Arsen	74	Gold	196	Selen	79
Wismut	207	Indium	113	Schwefel	32
Bor	11	Quecksilber	199	Thallium	203
Stickstoff	14	Phosphor	31	Praseodymium	139
				Radium	225

Auch die neuen Elemente unserer Atmosphäre sind nicht nachzuweisen:

Argon	40	Krypton	81	Neon	20	Xenon	127

Als weitere zweifelhafte, weil noch nicht genügend untersuchte Elemente sind noch anzugeben:

Brom	79	Sauerstoff	16	Holmium	160
Chlor	35	Tellur	127	Thulium	170
Jod	126	Gallium	70	Terbium	159
Fluor	19			Ytterbium	172

Das Fehlen der Linien mancher Elemente im Sonnenspektrum ist durchaus kein Beweis dafür, daß auch die betreffenden Elemente tatsächlich nicht in der Sonnenatmosphäre vorhanden wären. In sehr vielen Fällen ist die geringe Stärke oder die große Verwaschenheit der Linien die Ursache ihres Nichtvorhandenseins im Sonnenspektrum, manchmal auch der Umstand, daß im sichtbaren Teil des Spektrums keine Linien vorhanden sind. So

ist das Fehlen durchaus plausibel bei Schwefel, Phosphor, Bor, Selen, Arsen, Brom, Chlor, Jod, Fluor u. a. und überhaupt bei den meisten Metalloiden, deren Spektra gewöhnlich wenig hervorragend sind. Es scheint aber doch so, als wenn eine Abhängigkeit der in der Sonnenatmosphäre vorhandenen Elemente von ihrem Atomgewichte, welches ja im gasförmigen Zustande gleich dem spezifischen Gewichte ist, existiere, und zwar in dem Sinne, daß von den Elementen mit hohem Atomgewichte nur solche im Sonnenspektrum erkannt sind, die eben spektroskopisch stark hervortreten, wie Cer, Lanthan, Baryum, Erbium und Blei. Im Mittel beträgt das Atomgewicht aller mit Sicherheit auf der Sonne erkannten Elemente 75, während das mittlere Atomgewicht der zweifelhaften Elemente 168 und dasjenige der nicht erkannten — unter Ausschluß der spektroskopisch unbedeutenden — 155 beträgt. Es liegt der Gedanke nahe, daß die schwereren Gase sich mehr in den tieferen Schichten der Sonnenatmosphäre befinden, aus denen wir kein Licht erhalten; immerhin aber muß man mit derartigen statistischen Schlüssen recht vorsichtig sein.

Die Existenz der Kohle im Sonnenspektrum ist lange angezweifelt worden. Sie ist aber jetzt mit Sicherheit nachgewiesen, wenngleich die Linien sehr schwach sind. Es sind die charakteristischen Bänder des Kohlenwasserstoffs, die im Sonnenspektrum auftreten, insbesondere das hellste Band im Grün, dessen scharfe Kante die Wellenlänge λ 5165 besitzt. Ob es sich hierbei um das Spektrum des Kohlenwasserstoffs oder um dasjenige der Kohle selbst handelt, muß zunächst noch unentschieden bleiben.

Das Spektrum der Sonnenflecken. Wenn man einen Teil der Photosphäre, welcher einen Sonnenfleck enthält, im Fernrohr auf den Spalt des Spektroskops projiziert, so erscheint der Fleck als dunklerer Längsstreifen im Spektrum. Diese Verdunkelung hat zwei Ursachen. Der ganze kontinuierliche Hintergrund erscheint dunkler als an den benachbarten Stellen der Photosphäre, und eine große Anzahl der dunklen Fraunhoferschen Linien ist kräftiger und breiter geworden. Man hat lange geglaubt, daß die geringere Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums auf einer allgemeinen Abschwächung beruhe; es sind jedoch vereinzelte Beobachter bei Anwendung sehr starker Dispersion zu der Ansicht gelangt, daß die Verdunkelung durch das Auftreten einer Unzahl von schwachen dunklen Linien verursacht sei, und es kann heute nach den neueren Beobachtungen von Mitchell kein Zweifel über die Richtigkeit dieser Ansicht herrschen. Die Verstärkung und Verbreiterung der Fraunhoferschen Linien ist zuweilen recht beträchtlich; manchmal schwellen ganz schwache Linien zu großer Breite und Dunkelheit auf. Die Anzahl der verbreiterten Linien ist eine sehr große, doch wechselt dieselbe für jeden einzelnen Fleck. Bei manchen Linien sind die Verbreiterungen nicht symmetrisch zur Mitte, sondern einseitig, besonders nach Violett zu; sehr häufig tritt die asymmetrische Verbreiterung bei den Eisenlinien hervor, wobei allerdings zu bemerken ist, daß die Zahl der Eisenlinien eine überwiegende ist. Von den Metallen, deren Linien besonders

häufig in den Fleckenspektren verbreitert erscheinen, seien die folgenden hervorgehoben:

Kalzium, Natrium, Eisen, Titan, Magnesium, Nickel, Chrom.

Auch selbständige verwaschene Bänder, die sich also nicht an bereits vorhandene Linien anschließen, treten im Fleckenspektrum auf; die meisten derselben lassen sich in feine Linien auflösen, indessen soll dies nicht bei allen möglich sein. Über die Natur dieser Bänder ist erst wenig bekannt, doch gehören einzelne zweifellos dem Titan an; von mancher Seite wird angenommen, daß sie im Gegensatze zu den übrigen Linien durch chemische Verbindungen, z. B. Titanoxyd, verursacht seien.

Die bisher erwähnten Erscheinungen im Fleckenspektrum sind charakteristische Absorptionserscheinungen und sämtlich erklärbar durch vermehrte Absorption innerhalb der Flecken, wobei es zunächst aber offen bleibt, ob für die Absorptionsvermehrung größere Dichte oder Dicke oder niedrigere Temperatur der in Frage tretenden Gasschichten maßgebend sind; wir werden später sehen, daß letzteres das Wahrscheinlichere ist.

Neben den Absorptionserscheinungen treten nun auch Phänomene entgegengesetzter Art in den Fleckenspektren auf, allerdings im allgemeinen auf eine geringere Anzahl von Linien, besonders diejenigen von Wasserstoff, Kalzium und Natrium, beschränkt. In einem speziellen Falle jedoch, nämlich bei einem Sonnenfleck vom 15. Oktober 1882, waren fast alle Linien merklich schwächer als im Photosphärenspektrum, während die allgemeine Absorption stark vermehrt war. Durch Hale ist festgestellt worden, daß Verstärkungen und Abschwächungen von Linien unmittelbar nebeneinander bestehen. Das ist eine Erscheinung, die den oben ausgedrückten Zweifel, ob die Ursache der Absorptionsvermehrung durch größere Dichte der Gase oder durch niedrigere Temperatur derselben zu erklären ist, in unzweideutiger Weise im Sinne des letzteren Faktors entscheidet. Bei größerer Dichte oder Dicke von Gasschichten kann nur Verstärkung der Linien eintreten, während bei Temperaturänderungen sowohl Zunahme als Abnahme der Intensität einzelner Linien sogar desselben Elements auftritt. Die Wasserstofflinien sind fast stets schmaler, manchmal verschwinden sie ganz, um an einzelnen Stellen des Flecks sogar umgekehrt hell, also als Emissionslinien, zu erscheinen. Das letztere findet in den meisten Fällen an denjenigen Stellen statt, wo sich eine sogenannte Brücke über den Fleck hinzieht, oder wo die rosenroten Schleier auftreten; doch hat man sie auch schon auf völlig dunklen Kernflecken hell gesehen, in denen bei direkter Beobachtung nichts zu erkennen war. Das Auftreten heller Emissionslinien kann auf Grundlage des Kirchhoffschen Satzes nur dadurch erklärt werden, daß sich oberhalb der Flecken glühende Wasserstoffmassen befinden, deren Temperatur höher ist, als die Temperatur derjenigen Schicht, welche innerhalb des Flecks das kontinuierliche Spektrum erzeugt. Derartige heißere Gasmassen sind aber in den weiter unten zu besprechenden Protuberanzen gegeben, und man hat

in einzelnen Fällen tatsächlich solche Protuberanzen auf einem Fleck genau so beobachten können wie am Sonnenrande.

Bei den Natriumlinien tritt die Erscheinung ganz anders auf als bei den Wasserstofflinien. Dieselben kehren sich niemals in ihrer ganzen Breite um, sondern sie erscheinen im Fleck sehr dunkel und außerordentlich verbreitert, aber in ihrer Mitte befindet sich eine feine, sehr helle Linie. In der nebenstehenden Fig. 134, in welcher der dunklere Streifen dem Fleck entspricht, ist dies deutlich zu erkennen. Eine Erklärung ist nach dem Kirchhoffschen Satze leicht gegeben. Im Fleck muß eine Schicht glühenden Natriumdampfes von relativ niedriger Temperatur vorhanden sein, welche die verbreiterten Absorptionslinien erzeugt. Über dieser Schicht befindet sich Natriumdampf von höherer Temperatur und geringerer Dichte; er liefert die hellen schmalen Linien.

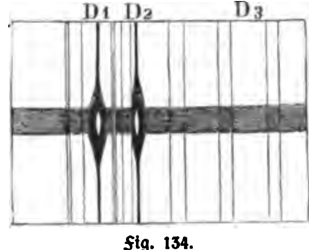


Fig. 134.

Eine sehr ausführliche Untersuchung des Fleckenspektrums ist in neuerer Zeit von Mitchell ausgeführt worden, und zwar in dem Teil des Spektrums von a bis F. Hiernach gibt die folgende Zusammenstellung ein Bild von den Veränderungen, welche das Fleckenspektrum gegenüber dem Photosphärenspektrum erfährt.

Element	Gesamtzahl der veränderten Linien	Stets umgekehrte Linien	Zuweilen umgekehrt	Zweifelhafte Umkehr	Geschwächte Linien
Eisen	210	11	38	8	21
Unbekannt	136	1	21	4	5
Titan	121	1	9	1	5
Chrom	79	3	13	2	5
Nickel	47	1	11	1	7
Vanadium	43	—	19	3	—
Kalzium	24	—	4	1	1
Mangan	20	—	9	1	1
Kobalt	11	—	—	—	—
Natrium	6	—	1	—	—
Silizium	5	—	—	—	5
Yttrium	5	—	5	—	—
Lanthan	4	—	4	—	—
Magnesium	3	—	3	—	—
Wasserstoff	2	—	2	—	—
Kupfer	2	—	2	—	—
Helium	1	—	1	—	—
Skandium	1	—	1	—	—

Die Zahl der veränderten Eisenlinien beträgt 31% der vorhandenen Linien, die Umkehrung ist bei 23% beobachtet worden. Ein besonderes

Verhalten zeigen die Linien des Vanadiums; dieselben sind im Spektrum der Sonne sehr schwach, in demjenigen der Flecken dagegen sehr hervorragend. 80% aller Vanadiumlinien sind verändert, und von diesen sind wieder 44% als umgekehrte beobachtet worden. Von den Linien des Kalziums sind besonders die sehr starken Linien H und K, nahe an der Grenze des Violett gelegen, stets umgekehrt; auf diese Linien werden wir bei Gelegenheit des Fackelspektrums noch näher zurückkommen. Die größte Anzahl der umgekehrten Linien findet sich beim Mangan, nämlich 45%. In einem Falle haben die Manganlinien außerdem einen Wechsel ihres Verhaltens erfahren, wie er bei keinem andern Metalle bisher gefunden worden ist. In dem großen Sonnenfleck vom Februar 1905 war eine Anzahl dieser Linien vollständig hell; bei der Wiederkehr des Flecks im März waren dieselben Linien nicht mehr umgekehrt, sondern erschienen im Gegenteil dunkel und stark verbreitert und verwaschen.

Beim Silizium ist niemals eine Umkehr, sondern nur eine Abschwächung der Linien beobachtet worden. Von den Linien des Magnesiums sind nur die starken, die bekannte b-Gruppe bildenden Linien umgekehrt worden. In betreff der Linien des Heliums ist zu bemerken, daß die rote Linie desselben nur selten verändert erschienen ist; das Verhalten der gelben Heliumlinie D_3 ist zweckmäßiger weiter unten zu besprechen.

Von besonderem Interesse sind die Verschiebungen und Verzerrungen von Linien im Fleckenspektrum, da sie nach dem Dopplerschen Prinzip Aufschluß über die Bewegungsgeschwindigkeiten der betreffenden Gasmassen im Sinne des Visionsradius geben. Gewöhnlich sind nur einzelne Linien, besonders diejenigen des Wasserstoffs, davon berührt; es sind jedoch schon Verschiebungen der gesamten Linien beobachtet worden. Fig. 135 zeigt das Spektrum (in der b-Gruppe) eines durch eine Lichtbrücke gespaltenen Flecks vom 6. Mai 1871 nach Vogel. Längs der Kante des größeren Flecks waren die Linien nach Violett verschoben, also im Sinne der Entfernung von der Erde — absteigende Bewegung auf der Sonne —, an der Kante des kleineren Flecks war die umgekehrte Bewegungsrichtung vorhanden. Die Bewegungsgeschwindigkeit betrug etwa 30 bis 40 km in der Sekunde. Die Verzerrungen der Wasserstofflinien sind die entsprechenden wie bei den Protuberanzen, und da sie bei letzteren viel besser und häufiger zu beobachten sind, so sollen sie hier nicht weiter besprochen werden. Nach den neuesten Untersuchungen von Hale sind übrigens die auf- oder absteigenden Bewegungen in den Sonnenflecken im allgemeinen verschwindend klein.

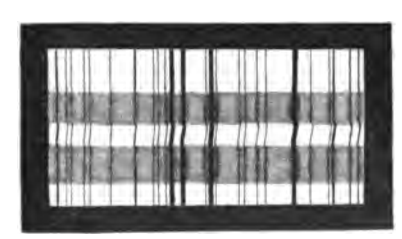


Fig. 135.

Das Spektrum der Sonnenfackeln. Im sichtbaren Teil des Spektrums unterscheidet sich dasselbe vom gewöhnlichen Photosphärenspektrum

nur durch die größere Helligkeit des kontinuierlichen Untergrundes. In seltenen Fällen sind Andeutungen von einer Umkehr der Wasserstofflinien bemerkt worden. Von besonderem Interesse ist aber das Verhalten der Kalziumlinien H und K an der Grenze des Violett, deren Studium nur auf photographischem Wege möglich ist. Diese beiden Linien sind stets umgekehrt in den Fackeln und fast immer sogar doppelt umgekehrt: Auf der stark verbreiterten Absorptionslinie erscheint die Emissionslinie hell in zwei Komponenten, zwischen denen sich die doppelt umgekehrte feine schwarze Absorptionslinie befindet. Durch die Untersuchungen von Hale und Deslandres ist nachgewiesen worden, daß diese Kalziumlinien auch im Fleckenspektrum stets umgekehrt erscheinen, wenn auch weniger häufig doppelt umgekehrt. Schließlich wurde konstatiert, daß sie sogar an sehr vielen Stellen der Sonnenoberfläche, an denen sich bei direkter Beobachtung nichts Besonderes auffinden ließ, hell auftreten. Hiermit ist die zunächst befremdend erscheinende Tatsache verbunden, daß die übrigen Kalziumlinien die Umkehr nicht zeigen; doch ist durch Huggins und Lady Huggins dieses Verhalten aufgeklärt worden. Wenn die Menge eines glühenden Metalldampfes immer mehr verringert wird, so nimmt die Helligkeit seiner Linien natürlich immer mehr ab, bis letztere alle verschwunden sind. Vorher muß also eine Linie als letzte übrig bleiben, und das ist die Linie der größten spektralen Empfindlichkeit. Die beiden Linien H und K sind nun die Linien der größten spektralen Empfindlichkeit des Kalziums, und zwar in außerordentlich hohem Maße. Wenn bei ganz geringer Menge von Kalziumdampf bereits alle anderen Linien längst verschwunden sind, leuchten diese beiden noch in hoher Intensität; ja es ist außerordentlich schwierig, die bei den Versuchen benutzten Elektroden so rein herzustellen, daß die Kalziumlinien nicht auftreten. Es folgt also hieraus, daß über den Fackeln und überhaupt an denjenigen Stellen, wo die Kalziumlinien umgekehrt auftreten, die Menge oder die Dichtigkeit des Kalziumdampfes nur eine sehr geringe sein kann, jedenfalls geringer als in der Photosphäre, welche alle Kalziumlinien als Absorptionslinien liefert.

Die Umkehr der Kalziumlinien ist nun wesentlich von Hale zur Aufstellung einer neuen Methode der Sonnenbeobachtung benutzt worden, die besonders für das Studium der Fackeln von epochemachender Bedeutung gewesen ist: die Herstellung der Kalziumbilder der Sonne.

Das Instrument, mit welchem Hale seine Untersuchungen anstellte, Spektroheliograph genannt, war ursprünglich nur zur photographischen Aufnahme der Protuberanzen bestimmt (siehe weiter unten), wurde aber bald mit dem größten Erfolge auf die Fackeln angewendet. Zum Verständnis des Apparats ist auf die weiter unten gegebenen Auseinandersetzungen über die spektroskopische Beobachtung der Protuberanzen zu verweisen. Das Prinzip des Spektroheliographen ist kurz das folgende: Derselbe besteht aus einem Spektroskop, welches an und für sich nur wenig von der gewöhnlichen Konstruktion verschieden ist. Der einzige Unterschied besteht in der

Anbringung eines verstellbaren Spiegels, durch welchen erreicht wird, daß das in den Spalt fallende Licht parallel zu seiner Eintrittsrichtung zurückkehrt. In der schematischen Darstellung des Spektroskopdurchschnitts (Fig. 136) befindet sich bei S der Spalt. Das durch denselben eindringende Lichtbündel wird durch den Kollimator C parallel gemacht und fällt alsdann auf den Spiegel G, von welchem es zu den Prismen P_1 und P_2 reflektiert wird. Durch das Objektiv B des Beobachtungsfernrohrs wird das Spektrum auf eine photographische Platte projiziert. Es sei noch erwähnt, daß der Spiegel G durch ein reflektierendes Diffraktionsgitter ersetzt werden kann; durch diese Anordnung wird natürlich eine beträchtlich größere Zerstreuung erzielt, die für manche Zwecke vorteilhaft ist.

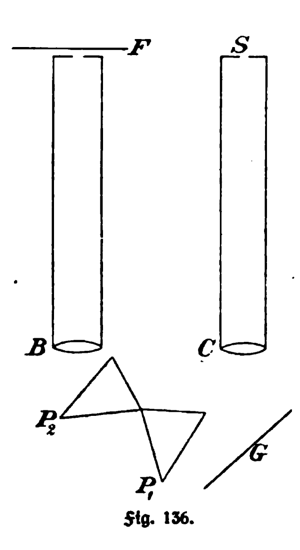


Fig. 136.

Die Einrichtungen, welche den Apparat von einem gewöhnlichen Spektroskop unterscheiden, sind nun die folgenden: Dicht vor der photographischen Platte F ist eine Metallplatte angebracht, in welcher ein feiner Spalt von der Form der zu benutzenden Spektrallinie eingeschnitten ist — die Linien sind bei der Anwendung von Prismen gekrümmt —; diese Platte ist verschiebbar und kann so gestellt werden, daß sie genau mit der Spektrallinie H oder K koinzidiert. Dann ist alles Licht abgeschnitten bis auf dasjenige dieser Linie, welches durch den Spalt hindurch auf die photographische Platte gelangen kann. Durch den Refraktor werde nun das Sonnenbild (Fig. 137 rechts) auf den Spalt des Spektroskops S_1 projiziert; die Sonnenscheibe enthalte zwei Stellen (schraffiert angedeutet), welche die Kalziumlinie hell geben. Dann müssen auf der photographischen Platte (Fig. 137 links) entsprechend zwei Linienstücke (schwarz angedeutet) der Linie L_1 abgebildet werden. Hätte sich der Spalt bei S_2 befunden, so wäre nur das eine obere Linienstück in L_2 und zwar, entsprechend dem größeren Durchmesser des „Kalziumflecks" an dieser Stelle, etwas länger als in L_1 aufgenommen worden. Würde man also den Spalt fortgesetzt um eine Kleinigkeit verstellen und bei jeder Verstellung eine Aufnahme auf einer anderen Stelle der photographischen Platte machen, so würde man nachher die abgebildeten Linienstücke zusammensetzen und aus ihnen dann die Figur der beiden Kalziumflecken erkennen können. Das geschieht nun auf kompliziertem Wege in ganz kontinuierlicher Weise beim Spektroheliographen, in-

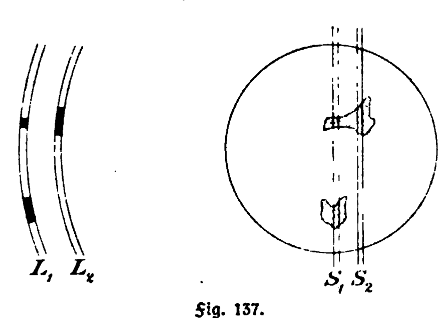


Fig. 137.

dem durch langsame Drehung des Fernrohrs um die Deklinationsachse das ganze Sonnenbild über den Spalt hinweggeführt wird, während die photo-

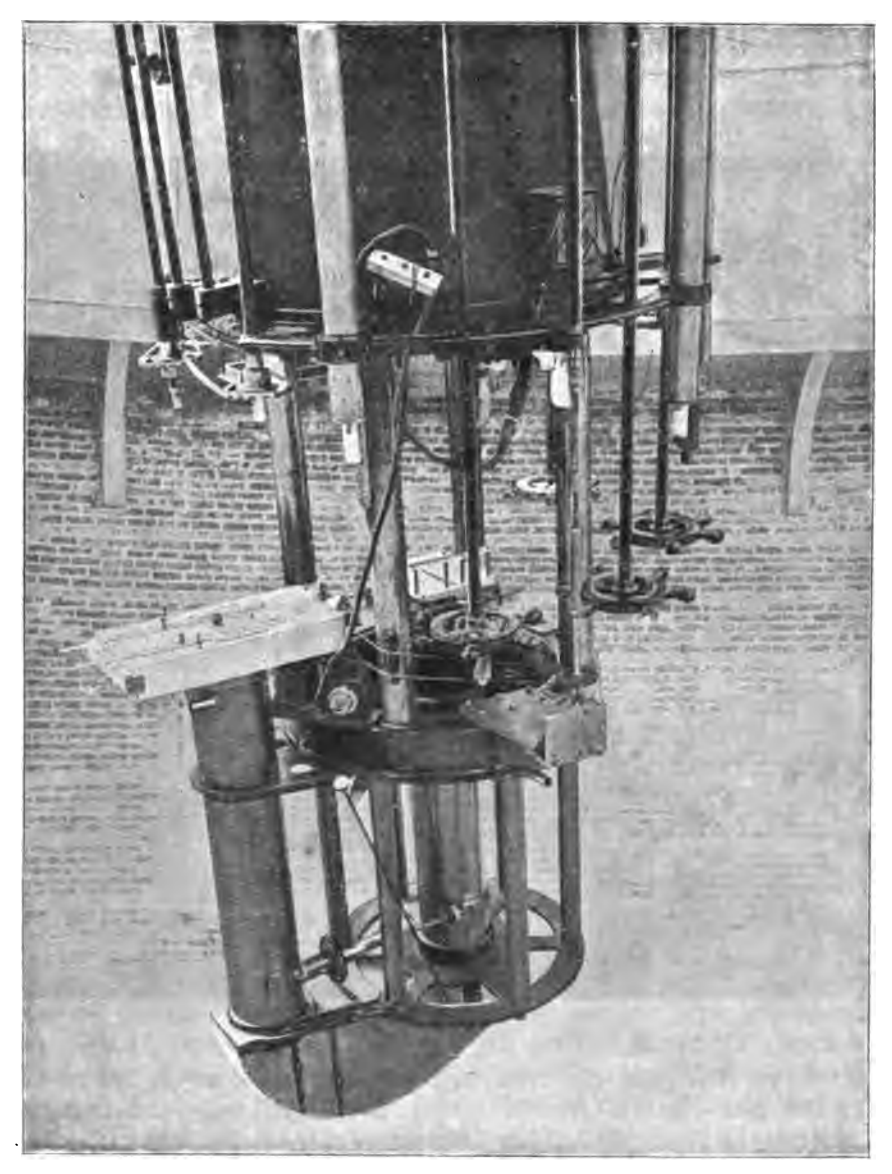


Fig. 138.

graphische Platte sich gleichzeitig mit genau derselben Geschwindigkeit hinter dem zweiten Spalt verschiebt. Das Resultat ist eine getreue Abbildung aller derjenigen Stellen der Sonnenscheibe, welche die Kalziumlinie hell

zeigen, d. h. ein Kalziumbild der Sonne, auf dem man tatsächlich nur den hellglühenden Kalziumdampf in der Sonnenatmosphäre sieht, sonst nichts. Es ist klar, daß man nach dieser Methode auch andere Metallbilder der Sonne erhalten kann, sofern die Linien der betreffenden Metalle überhaupt stellenweise hell erscheinen. Beim Wasserstoff z. B. ist dies mit Erfolg gelungen. Stellt man den zweiten Spalt auf eine dunkle Sonnenlinie, so er-

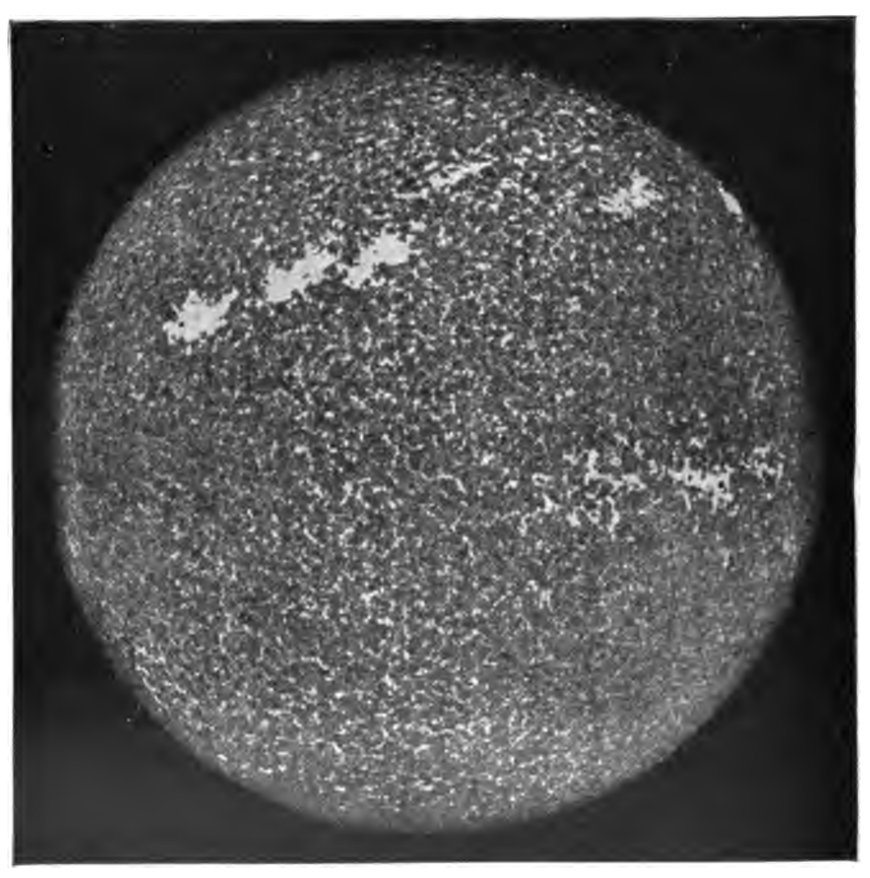


Fig. 139.

hält man ein Absorptionsbild des betreffenden Gases. Die auf S. 359 stehende Fig. 138 gibt eine Ansicht des großen Spektroheliographen der Yerkes-Sternwarte in Amerika, der am Okularende des großen Refraktors von 19^{m} Länge angebracht ist. Welche außergewöhnlich großen Dimensionen dieser Apparat besitzt, wird man leicht aus der Angabe ersehen, daß das Fokalbild der Sonne im großen Refraktor einen Durchmesser von 18^{cm} hat. Eine entsprechende Höhe müssen also auch die Linsen und Prismen des Spektroskops besitzen.

In Fig. 139 erblicken wir nun ein Kalziumbild der Sonne, aufgenommen 1903 August 12. mit dem Haleschen Spektroheliographen der Yerkes-Sternwarte. Wir sehen hier die ganze Sonnenscheibe bedeckt mit Fackeln, wie sie sonst nur am Sonnenrande zu erkennen sind.

Die auffallend großen, zusammenhängenden Kalziumflecken befinden sich an den Stellen, wo mächtige Flecken und Fleckengruppen vorhanden sind. Wie wir schon kennen gelernt haben, sind die Flecken meist mit Fackeln umgeben; hier erscheint das ganze Gebiet, Fackeln und Flecken, hell, nur die Fleckenkerne als schwarze Punkte enthaltend.

Eine der wichtigsten Aufgaben hat sich nun damit zu beschäftigen, ob die Kalziumwolken identisch mit den Fackeln sind oder nicht. Als sicher

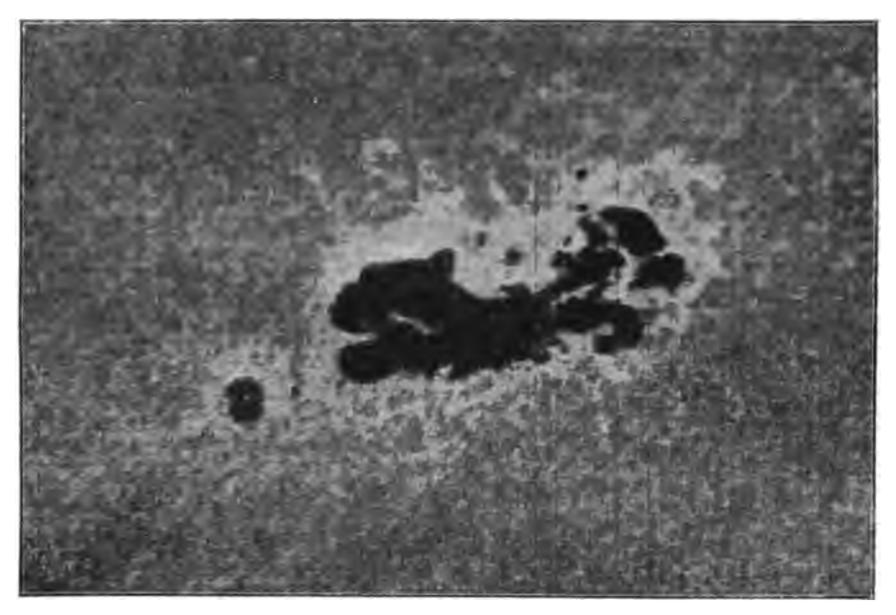


Fig. 140.

hat sich herausgestellt, daß im allgemeinen die Kalziumwolken sich dort befinden, wo Fackeln sind, und auch mit letzteren in ihrer Form nahe übereinstimmen. Es scheint aber so, als wenn sich die leuchtenden Kalziumdämpfe auch zuweilen an Stellen zeigten, die frei von den eigentlichen Fackeln sind. Hale hält daher die Identität nicht für sicher und hat für die Kalziumwolken den Namen Kalziumflocculi eingeführt, weil sie sich bei stärkerer Vergrößerung in kleine Flocken auflösen; sie setzen sich aus ganz kleinen Teilchen zusammen, die ihrer Größe und Form nach mit den hellen Körnern der Photosphärengranulation übereinstimmen, wahrscheinlich mit ihnen auch identisch sind, indem sie die obersten Spitzen derselben bilden. Entsprechend muß man annehmen, daß die Kalziumwolken die obersten Teile der Fackeln

bilden oder sich dicht über ihnen befinden. Weiter auf die Erklärung der Kalziumwolken einzugehen, muß bis zur Darstellung der Sonnentheorien verschoben werden; es ist aber zum Verständnis der beistehenden Abbildungen erforderlich, zu erwähnen, daß nach Hale die Mitte und die Ränder der verbreiterten Kalziumlinie verschiedenen Höhen über der Photosphäre entsprechen, daß man daher Bilder von verschiedenen Niveauflächen der Sonnenatmosphäre erhält, je nachdem der zweite Spalt des Spektroheliographen auf die Mitte oder auf die Randpartien der Kalziumlinie gesetzt wird.

Die beiden Abbildungen (Fig. 140 und 141) sind Reproduktionen der Kalziumbilder des großen Sonnenflecks vom 9. Oktober 1903. Die Verteilung der Kalziumwolken um den Fleck herum ist genau von der gleichen Art wie die der Fackeln bei den direkt aufgenommenen Sonnenflecken (siehe Tafel III), entsprechend der bereits hervorgehobenen sehr nahen Verwandtschaft beider Gebilde. Die obere Aufnahme rührt aus dem tieferen Niveau her, sie zeigt die feinere Struktur der Flocculi besser als die untere Aufnahme aus einem höheren Niveau der Sonnenatmosphäre.

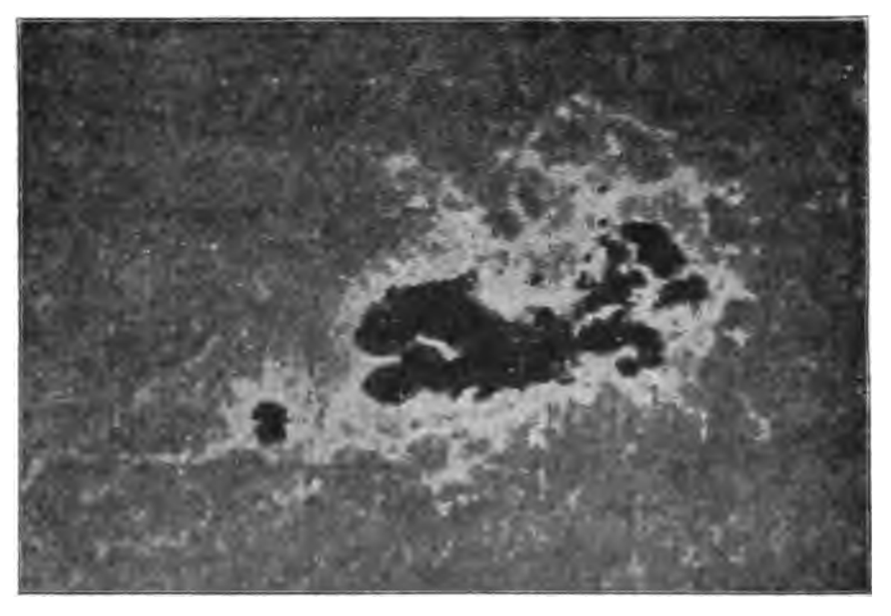


Fig. 141.

Während die Fackeln in ihren Grundformen recht konstant sind, können in Einzelheiten jedoch außerordentlich schnell und heftig verlaufende Veränderungen eintreten, wenigstens in ihren oberen Teilen, welche durch die Kalziumflocculi dargestellt werden. Ein sehr markantes Beispiel dieser Art hat der Sonnenfleck vom 15. Juli 1892 geboten, von welchem hier 4 spektro-

heliographische Aufnahmen von Hale folgen (Fig. 142 bis 145). Bei der ersten Aufnahme um $11^h\ 8^m$ hat sich über dem Sonnenfleck eine Brücke von Kalziumdampf gebildet, welche, von rechts ausgehend, den linken Rand noch nicht ganz berührt hat. Auf der zweiten Aufnahme, 12^m später, reicht diese Brücke als geradliniger Strich schon weit über den Fleckenrand hinüber. Um $11^h\ 47^m$, also 27^m später, ist keine Spur des Flecks mehr erkennbar; er ist vollständig durch die Kalziummassen überdeckt und überstrahlt. Um $2^h\ 0^m$ ist der ursprüngliche Zustand wieder nahe hergestellt; von der Brücke sind nur noch die beiden Ansätze vorhanden, doch sind an den Rändern die Kalziumdämpfe noch so stark, daß der Fleck kleiner erscheint.



Fig. 142.

Es ist von Interesse, darauf hinzuweisen, daß bei direkter Beobachtung im Fernrohr von der ganzen Erscheinung vielleicht kaum etwas zu sehen gewesen wäre, weil gegenüber der Gesamthelligkeit des Flecks die Helligkeit des Kalziumdampfes zu gering gewesen wäre; nur in der hellsten Kalziumlinie selbst ist der Kontrast bedeutend.

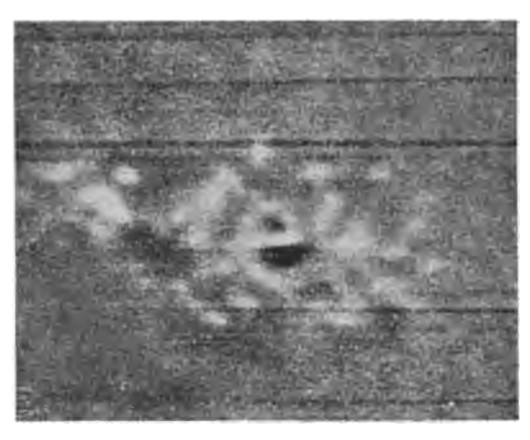
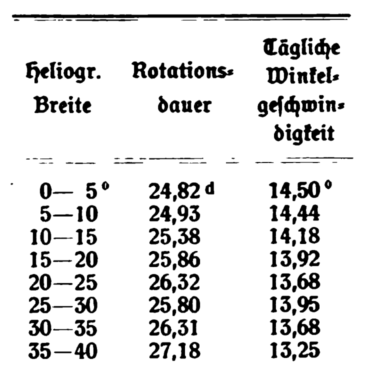


Fig. 143.

Nimmt man die Kalziumwolken als identisch mit den Fackeln an, so ist nach Fig. 139 ohne weiteres zu erkennen, daß man die spektroheliographischen Aufnahmen ungleich besser zur Ableitung der Fackelbewegungen benutzen kann als die direkten Sonnenaufnahmen, und es sind in dieser Beziehung von der nächsten Zukunft noch die wichtigsten Aufschlüsse zu erwarten. Vorläufige Resultate liegen bereits vor, nach denen es schon jetzt keinem Zweifel mehr unterliegt, daß die Fackeln nach einem Gesetze um die Sonne rotieren, welches demjenigen der Fleckenrotation jedenfalls sehr nahe entspricht. Die Bearbeitung der spektroheliographischen Beobachtungen auf dem Yerkes-Observatorium (Hale) durch Fox hat zu den in

der folgenden Tabelle angegebenen Rotationszeiten für die verschiedenen heliographischen Breiten geführt.

Die sehr nahe Übereinstimmung, welche die Rotationsbewegung der Fackeln und der Flecken zeigt, läßt es besonders in Anbetracht der großen



Heliogr. Breite	Rotations-dauer	Tägliche Winkel-geschwin-digkeit
0— 5°	24,82 d	14,50°
5—10	24,93	14,44
10—15	25,38	14,18
15—20	25,86	13,92
20—25	26,32	13,68
25—30	25,80	13,95
30—35	26,31	13,68
35—40	27,18	13,25

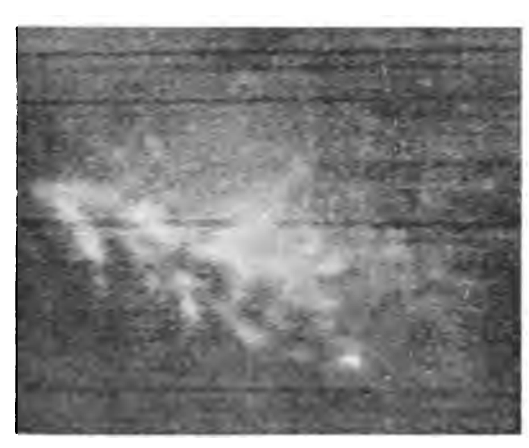


Fig. 144.

Unterschiede, die zwischen diesen beiden Phänomenen der Photosphäre vorhanden sind, wahrscheinlich erscheinen, daß die Photosphäre selbst in der entsprechenden Weise rotiert. Da es nun außer Flecken und Fackeln keine anderen fixierbaren Punkte der Photosphäre gibt, so kann eine Prüfung dieser Vermutung nur mit Hilfe des Dopplerschen Prinzips erfolgen. Wir haben bereits gesehen, daß die Fraunhoferschen Linien an den Rändern der Sonnenscheibe eine Verschiebung erfahren, die der sonst bekannten Rotation der Sonne entspricht; eine Untersuchung über das Rotationsgesetz kann demnach dadurch angestellt werden, daß man die Größe der Verschiebung an den verschiedenen Stellen des Randes, also unter den verschiedenen heliozentrischen Breiten, mißt. Da aber die Maximalgeschwindigkeit am Äquator nur 2^{km} beträgt, und es sich bei den Veränderungen um geringe Bruchteile dieses Betrages handelt, so läßt sich leicht übersehen, daß eine derartige Untersuchung außerordentliche Exaktheit der Messungen verlangt.



Fig. 145.

Dunér hat eine derartige Untersuchung mit einem starken Gitterspektroskop ausgeführt, indem er die Distanz einiger Sonnenlinien von einer atmosphärischen, also von der Sonnenrotation unabhängigen Linie, maß.

Die Resulate dieser schwierigen Untersuchung sind in dem folgenden Täfelchen enthalten, in welchem sich unter φ die heliozentrischen Breiten befinden, unter v die gemessenen Geschwindigkeiten und unter ξ die täglichen Winkelbewegungen, auf den Äquator reduziert.

φ	v	ξ
0°	1,98	14,14°
15	1,85	13,66
30	1,58	13,06
45	1,19	11,99
60	0,74	10,62
75	0,34	9,34

Wenn die Photosphäre wie die Oberfläche einer festen Kugel rotierte, so müßten die Werte von ξ in der letzten Kolumne konstant gleich dem obersten, für den Äquator gültigen Wert sein; das ist aber keineswegs der Fall, sie nehmen vielmehr nach den Polen zu stark ab, genau so, wie aus den Flecken- und Fackelbeobachtungen folgt. Das wirkliche Gesetz der Rotation ist aber auch aus diesen Beobachtungen noch nicht mit Sicherheit abzuleiten.

Das Spektrum des Sonnenrandes. Die sichtbare äußere Begrenzung der Sonne ist die Photosphäre, sie ist also auch die sichtbare Begrenzung der scheinbaren Sonnenscheibe. Es ist die Photosphäre aber keineswegs die wirkliche Begrenzung, vielmehr erstreckt sich die Sonnenatmosphäre noch sehr viel weiter und scheint sich allmählich in den Raum zu verlieren. Der oberhalb der Photosphäre gelegene Teil der Atmosphäre ist aber für gewöhnlich nicht sichtbar, da sein Licht so schwach ist, daß es von der besonders unmittelbar an der Sonne äußerst stark beleuchtenden Erdatmosphäre überblendet wird. Könnte man sich über unsere Atmosphäre erheben, so würde die Verdeckung der Sonnenscheibe selbst durch einen passenden kreisrunden Schirm genügen, um die Sonnenatmosphäre in ihrer ganzen Ausdehnung sichtbar zu machen. Etwas Ähnliches tritt nun bei den totalen Sonnenfinsternissen ein; hierbei wird durch einen außerhalb unserer Atmosphäre befindlichen Schirm, durch den Mond, die Sonnenscheibe abgedeckt; damit hört die Beleuchtung unserer Atmosphäre zum größten Teile auf, es findet keine Überblendung mehr statt, und die Sonnenatmosphäre erscheint in allen ihren Einzelheiten. Leider ist die Dauer der Totalität immer nur eine sehr geringe, nach wenigen Minuten zählende; die Erscheinung selbst ist eine seltene und wird häufig durch die Ungunst der Witterung gestört.

Die Phänomene bei totalen Sonnenfinsternissen sind die folgenden. Die Sonnenscheibe erscheint außerhalb der Photosphäre mit einem rötlich strahlenden schmalen Ringe umgeben, Chromosphäre deshalb genannt, der nach außen unregelmäßig begrenzt ist und häufig wolkenartige Hervorragungen von gewaltigen Dimensionen besitzt, die Protuberanzen. An die Chromosphäre schließt sich ein silberweißer, schnell an Intensität abnehmender Ring an, der stellenweise strahlige Struktur zeigt und zuweilen bis zum Mehrfachen des Sonnendurchmessers verfolgt werden kann. Man hat diesen

Teil der Sonnenatmosphäre Korona genannt. Im ersten Moment der Totalität, d. h. unmittelbar nachdem der vorschreitende Mondrand die Photosphäre bedeckt hat, erscheinen für einen kurzen Moment die sämtlichen Fraunhoferschen Linien hell; man hat die entsprechende sehr schmale, zwischen Photosphäre und Chromosphäre gelegene Schicht als die Umkehrende Schicht bezeichnet. Wie die spektroskopische Beobachtung gelehrt hat, bestehen Chromosphäre und Protuberanzen wesentlich aus Wasserstoff, Helium und Kalzium; in den Linien dieser Metalldämpfe können diese Gebilde zu allen Zeiten studiert werden, während dies bei der Korona bisher nicht gelungen ist, auf deren Studium man noch immer während der wenigen Minuten einer Sonnenfinsternis angewiesen ist.

Die Beobachtung des Spektrums am Sonnenrande gestaltet sich am übersichtlichsten, wenn der Spalt senkrecht zum Rande gestellt wird. Der Teil des Spalts, auf den noch ein Teil der Sonnenscheibe projiziert wird, gibt das normale Sonnenspektrum mit den dunklen Fraunhoferschen Linien. Ist dieses Spektrum zu hell, so daß es irritierend auf das Auge wirkt, so kann es durch einen Schieber im Okular des Spektroskops abgeblendet werden. Der Teil des Spalts, der über den Sonnenrand hinausragt, gibt zunächst ein Spektrum der erhellten Erdatmosphäre, d. h. ein abgeschwächtes Sonnenspektrum; damit die Helligkeit desselben nicht störend wirkt, muß das Spektroskop eine starke Dispersion besitzen. Das Spektrum der Sonnenatmosphäre, sofern es aus hellen Linien besteht, erscheint nun auf dem Untergrunde des Erdatmosphärenspektrums, und die Länge der hellen Linien gibt an, bis zu welcher Höhe über den Sonnenrand sich die betreffenden Gase erheben.

Das Spektrum der sogenannten umkehrenden Schicht, welches bei totalen Sonnenfinsternissen für wenige Sekunden auftritt, kann für gewöhnlich nicht vollständig beobachtet werden. Diese Schicht — wohl keine selbständige Schicht, sondern nur der oberste Teil der Photosphäre — hat nämlich nur eine Dicke von etwa 1″, also höchstens von 1000^{km}, und die fast nie fehlende Unruhe der Luft bewirkt eine fortgesetzte Vermischung mit dem eigentlichen Sonnenrande, so daß die Schicht als solche nur in den seltensten Fällen zur Wahrnehmung gelangen kann. Mit Hilfe eines besondern Verfahrens ist sie aber bei den Sonnenfinsternissen der letzten Jahre häufig untersucht worden; wir werden weiter unten darauf zurückkommen.

Das Chromosphärenspektrum läßt sich dagegen sehr leicht beobachten, indem seine Linien als kurze helle Fortsetzungen der betreffenden Fraunhoferschen Linien erscheinen. Diejenigen Linien, welche stets in der Chromosphäre zu beobachten sind, sind in der nächsten Tabelle aufgeführt.

An gewissen Stellen der Chromosphäre, nämlich da, wo sich die sogenannten eruptiven Protuberanzen erheben, ist die Zahl der hellen Linien zuweilen eine sehr große; wir haben es dann aber eigentlich mit dem Spektrum dieser Protuberanzen zu tun. Das Aussehen der Linien am Rande der Sonne ist ein sehr charakteristisches. Die Linien des Wasserstoffs und

Bezeichnung	λ	Element	Bezeichnung	λ	Element
	7065,5	Helium		4340,7	Wasserstoff (Hγ)
C	6563,1	Wasserstoff (Hα)	h	4101,9	Wasserstoff (Hδ)
D_3	5876,0	Helium		3970,3	Wasserstoff (Hε)
1474 K	5316,9	Koronium	H	3968,6	Kalzium
F	4861,5	Wasserstoff (Hβ)	K	3933,8	Kalzium
	4471,8	Helium			

des Kalziums sitzen am Sonnenrande breit auf und enden nach außen in einer feinen Spitze. Die Erklärung hierfür ist sehr einfach: Einmal sind die Gase in den tieferen Schichten dichter als in den oberen; dann aber ist auch die Wegstrecke, welche der tangential am Sonnenrande ausgehende Lichtstrahl durch die Chromosphäre zu durchlaufen hat, eine um so längere, je tiefer der Ausgangspunkt liegt. Beide Umstände müssen im Sinne einer Verbreiterung wirken, ebenso auch die wohl höhere Temperatur der tieferen Teile.

Ein ganz besonderes, entgegengesetztes Verhalten zeigt die Heliumlinie D_3, welche am Sonnenrande mit einer feinen Spitze beginnt, dann breiter wird, um wieder in eine Spitze nach außen hin zu enden. Eine Erklärung hierfür ist nur darin zu finden, daß das Helium eine Schicht oberhalb der Photosphäre bildet, deren Maximaldichtigkeit in einem gewissen Abstand von der Photosphäre liegt; nach unten hin würde also die Dichtigkeit ebenfalls abnehmen. Eine weitere, sehr auffallende Erscheinung bietet die D_3-Linie dadurch, daß ihr für gewöhnlich keine dunkle Absorptionslinie im Photosphärenspektrum entspricht. Nur in zwei Fällen ist sie bisher als mattgraue Absorptionslinie gesehen worden, und zwar beide Male in der Nähe von Flecken. (In den Brücken der Flecken erscheint D_3 häufig hell.) Ob sich die übrigen Heliumlinien ähnlich verhalten, ist noch nicht mit Sicherheit nachgewiesen, doch ist es wahrscheinlich. Eine Erklärung für das Fehlen der Absorptionslinien des Heliums ist aus dem Umstande, daß dieses Element eine nur verhältnismäßig dünne Schicht oberhalb der Photosphäre bildet, leicht abzuleiten. Die Schicht kann so dünn sein, resp. die in ihr enthaltene Menge Helium so gering, daß beim Durchgange des Lichts keine merkliche Absorption stattfindet. Am Sonnenrande kommt die Heliumstrahlung aus der Schicht tangential, es tritt hier also eine viel größere Weglänge in Frage, und diese kann leicht so groß sein, daß die Emissionslinien zur Sichtbarkeit gelangen. Es ist früher zur Erklärung der Erscheinung mehrfach angenommen worden, daß das Helium im Widerspruche mit dem Kirchhoffschen Satze keine Absorption ausübe. Das ist aber, abgesehen von diesem höchst unwahrscheinlichen Widerspruch, als unrichtig erkannt durch die Tatsache, daß in vielen Fixsternspektren die Heliumlinien dunkel auftreten.

Die Kalziumlinien erscheinen häufig am Sonnenrande mit der schwarzen Umkehrlinie in der Mitte, ebenso wie die Natriumlinien und Magnesiumlinien, wenn sie bei einer eruptiven Protuberanz sichtbar sind.

Befindet sich an der Stelle der Photosphäre, welche auf den Spalt projiziert ist, eine Protuberanz, so erscheinen die Chromosphärenlinien, der Höhe der Protuberanz entsprechend, verlängert; doch ist ihre Höhe nicht immer genau die gleiche. So erstrecken sich z. B. die Kalziumlinien H und K stets höher als die benachbarte Wasserstofflinie $H\varepsilon$, auch die Wasserstofflinie $H\alpha$ im Rot ist höher als $H\varepsilon$. Es läßt sich dies ungezwungen aus der beträchtlich größeren Helligkeit der genannten Linien gegenüber der $H\varepsilon$-Linie erklären. Die Helligkeit der Protuberanzen nimmt gewöhnlich nach oben hin ab, die schwächeren Linien müssen also früher verschwinden, und die Erscheinung ist nur physiologischer Natur. Abweichend von allen anderen Linien des Sonnenrandes verhält sich die Linie bei λ 5316,9 oder 1474 K (nach ihrer Lage in der Skala des Kirchhoffschen Sonnenspektrums so bezeichnet). Sie erstreckt sich stets weiter als die Chromosphärenlinien, gänzlich unabhängig von einer Protuberanz, und gehört der Korona an, in deren ganzer Ausdehnung sie bei totalen Sonnenfinsternissen zu beobachten ist. Man nennt sie daher Korona-Linie und das entsprechende, bisher noch nicht auf der Erde aufgefundene Element Koronium.

Wie schon angedeutet, ist die Beobachtung der Umkehr aller Fraunhoferschen Linien in Emissionslinien außer bei totalen Sonnenfinsternissen nur sehr selten gelungen; Young beobachtete sie auf einem hohen Berge, wo die Luftunruhe sehr gering war. Derselbe hat ein Verzeichnis der Linien gegeben, welche an denjenigen Stellen der Chromosphäre, an denen eruptive Protuberanzen auftreten, d. h. wo die glühenden Gase der Photosphäre über die Oberfläche der letzteren emporgehoben werden, hell erscheinen. Die Identifizierung mit den betreffenden Elementen ist später erfolgt; dagegen hat Young die relative Häufigkeit des Erscheinens dieser umgekehrten Linien in Prozenten angegeben, indem die Häufigkeit der stets vorhandenen mit 100 bezeichnet wurde.

Die folgende Tabelle enthält zunächst die Wellenlängen, von Rot beginnend, sodann unter H die relative Häufigkeit ihres Erscheinens und schließlich das betreffende Element, dem die Linie angehört. In letzterer Beziehung ist zu bemerken, daß in manchen Fällen die Koinzidenz mit Linien zweier Elemente in Frage tritt; es sind alsdann beide Elemente angegeben; ein * vor der Wellenlänge bedeutet, daß die betreffende Linie nicht als Absorptionslinie im Sonnenspektrum bekannt ist.

λ	H	Element	λ	H	Element	λ	H	Element
*7065,5	100	He	*6451,2	1	Ba	6369,7	5	?
*6678,3	25	He	6439,3	—	Ca, Cd	*6357,0	1	?
6563,1	100	H(α)	6439,2	10	?	*6355,4	1	?
6516,3	15	?	6417,1	5	?	6351,5	1	?
6497,1	18	Ba	6411,5	1	?	6347,3	10	?
6495,2	2	Fe	6400,2	4	Fe	6337,0	1	Fe
6462,8	5	Fe, Ca	6393,8	5	Fe	6335,6	1	Fe
6456,6	15	?	6371,6	5	?	6318,2	1	Fe, Ca

λ	H	Element
6302,7	1	Fe
6301,7	1	Fe
6247,7	10	?
6238,6	10	?
6232,8	5	Fe
6231,0	2	Fe, Va
6221,5	1	?
6221,0	1	?
6219,5	3	Fe
6216,5	3	Va
6215,2	2	Fe
6214,9	1	?
6200,5	2	Fe
6191,8	10	Fe
6177,0	1	Ni
6175,5	1	Ni
6173,6	1	?
6167,8	4	?
6162,4	5	Ca
6160,9	1	Na
6154,4	1	Na
6149,4	5	?
6148,0	5	Fe
6141,9	15	Ba, Fe
6137,9	2	Fe
6136,8	2	Fe
6128,1	1	Ni
6122,4	5	Ca
*6155,0	3	?
6133,5	1	?
*6111,0	2	Ba
6103,5	2	Fe
6102,9	2	Ca
6102,4	2	Fe
6084,3	3	?
6065,7	5	Fe
6042,3	1	Fe
6027,3	1	Fe
6024,3	1	Fe
6022,0	1	Mn
6020,3	3	Fe
5991,6	15	?
5914,4	2	Fe
5896,2	25	Na
5890,2	25	Na
5884,1	1	Fe
*5876,0	100	He
5853,9	8	Ba
5709,6	1	Fe
5688,4	2	Na
5684,7	5	?
5682,9	2	Na
5669,2	2	?
5667,7	1	Fe
5662,8	15	Fe
5658,1	8	Yt?
5655,7	2	Fe
5641,7	1	Fe
5638,5	1	Fe
5624,8	2	Fe, Va
5615,9	2	Fe
5589,0	2	Ca
5586,9	2	Fe
5535,1	50	Fe
5528,6	40	Mg
5519,8	15	Ba
5507,0	2	Fe
5501,7	2	Fe
5497,7	2	Fe
5481,1	2	Ti, Sr, Fe
5477,1	1	Ni
5473,4	3	?
5463,5	1	Fe
5455,8	10	Fe
5447,1	10	Fe
5436,3	5	Zn, Br, Fe
5434,7	2	Fe
5432,7	8	?
5429,9	8	Fe, Ti
5425,4	25	Ba, Ti, S
5419,0	5	Ti, Mn
5415,4	2	Fe, Va
5413,3	4	Mn
5411,1	2	Fe, Ni
5410,0	2	Cr
5406,0	2	Fe
5404,1	5	Fe, Ti
5400,2	2	Mn, Fe
5397,4	4	Fe
5393,4	2	Fe
5381,2	3	Ti
5371,7	10	Fe, Ni, Cr
5370,2	1	Fe
5367,7	1	Fe
5365,1	1	Fe
5363,0	20	Fe, Co
5361,8	1	?
5353,6	2	Fe, Va, Co
5346,0	1	Cr
5342,8	1	Co
5341,3	2	Mn, Fe
5336,9	5	Ti
5330,1	5	Fe, Ti
5329,4	1	Ti
5328,7	3	Fe
5328,2	3	Fe
5325,4	2	Ti, Co
5321,0	2	?
5320,2	2	Fe, La
5316,8	100	Koronium
5313,8	1	?
5292,7	1	Fe
5284,2	10	?
5276,2	10	Fe, Cr
5275,2	1	Cr
5274,5	1	?
5270,5	5	Fe, Ca
5269,7	10	Fe
5266,7	5	Fe, Co
5265,0	3	?
5260,5	1	Ca
5260,0	1	?
5257,1	2	Sr
5255,1	1	Fe, Cr
5249,8	3	?
5247.8	2	Cr
5240,0	3	?
5238,9	1	Sr
5237,5	4	?
5234,8	10	?
5233,1	1	Fe
5299,5	1	Sr
5227,2	3	Cr
5226,7	5	Ti
5225,1	2	Cr, Sr
5217,6	2	Fe
5216,5	3	Fe
5215,4	1	Fe
5211,7	1	?
5210,6	1	Ti
5208,8	4	Cr
5208,6	4	Fe
5206,2	4	Cr
5205,9	1	Yt
5204,7	4	Cr
5202,5	4	Fe
5200,4	2	Yt
5198,9	1	Fe
5197,8	15	?
5196,0	1	?
5195,1	2	Fe, Va
5189,0	10	Fe, Ca
5188,1	1	Fe
5186,1	2	Ti
5183,8	50	Mg
5172,9	50	Mg
5169,2	40	Fe, Ni
5167,6	20	Mg, Fe
5165,2	3	C?
5158,2	1	Ni
5153,5	2	Na, Cu
5151,0	1	Fe, Mn
5149,2	2	Na
5143,0	2	Fe, Ni, Al
5133,9	1	Fe
5131,8	1	Fe
5130,6	2	Ni?
5129,5	1	Ni
5127,5	1	Fe
5126,4	1	Fe
5125,2	1	Fe

λ	H	Element	λ	H	Element	λ	H	Element
5123,5	2	Yt, Al?	4621,1	1	?	4398,9	1	Ti, Ce
5121,8	1	Fe, Ti	4590,1	1	Ti?	4397,2	1	?
5120,6	1	Ti	4588,4	2	Cr?	4395,2	15	Fe
5114,4	3	?	4584,1	15	Fe	4389,5	1	Fe
5112,3	2	?	4576,6	4	?	4385,4	8	Ca, Ce, Fe
5107,8	1	Fe	4572,2	10	Ti	4384,1	1	?
5098,8	1	Fe	4565,8	10	Fe	4383,7	1	Fe
5097,2	1	Fe	4563,9	10	Ti	4381,1	1	?
5087,6	2	Fe, E	4560,3	8	Fe	4379,6	1	Ca
5084,3	1	Zn	4558,9	8	?	4376,1	5	Fe
5079,0	1	Fe	4556,2	10	Fe, Ti	4374,8	8	Fe, E
5048,2	2	He?	4554,2	10	Ba	4359,8	1	Cr
5041,8	2	Ca	4552,7	1	Fe, Ti	4352,4	3	Cr
5041,2	2	Fe	4549,8	10	Fe, Ti	4340,7	100	H(γ)
5031,3	4	?	4540,0	2	Ce	4339,0	10	Cr
5024,2	3	?	4536,2	2	Ti, Ca	4335,8	2	La
5018,5	30	Fe, Ni	4534,2	5	Fe	4324,7	1	?
*5015,9	30	He	4533,4	3	Fe?, Ti, Ca	4321,1	1	Ti, Fe
4934,2	30	Ba	4525,3	3	Ba, Fe	4314,5	1	Ti
4924,1	40	Fe	4522,9	3	Fe, Ti	4307,9	3	Ca
4922,3	30	He	4514,5	2	?	4302,7	3	Ca, Fe
4919,8	20	Fe	4513,9	1	Fe?	4298,5	1	Ca, Fe
4912,3	3	Fe, Zn	4506,9	2	?	4289,9	1	Cr
4900,3	30	Ba, Yt	4501,4	15	Ti	4275,0	2	Cr, Ca
4883,9	10	Ce	4491,5	20	Mn	4260,6	2	Fe
4870,4	5	?	4490,2	15	Fe, Mn	4245,5	30	Fe
4861,5	100	H(β)	4481,7	5	Fe, Mg	4236,1	30	Fe
4855,5	5	Fe, Ni, E	4471,8	100	He	4233,8	15	Fe, Ca
4848,7	3	Fe, Ca	4469,5	20	Fe, Ti	4226,9	3	Ca
4827,0	1	Fe?	4447,1	1	Fe, Ti	4215,7	40	Sr
4824,3	10	Fe?	4443,5	10	Fe, Ti	4179,5	1	?
4805,3	3	Ti?	4437,2	1	Mn?, Fe, He	4167,4	1	Ca
4779,7	3	Fe, Co	4434,0	1	Fe	4101,9	100	H(δ)
4731,7	1	Fe	4426,6	2	?	4077,9	25	Ca
4713,4	2	He, Ca	4425,6	2	Ca	4046,0	3	Fe
4667,5	3	Fe, Ti	4419,0	2	?	3991	2	?
4664,2	2	?	4418.3	3	Ti	3971	2	Fe
4657,1	2	Ti	4415,3	1	Fe	3968,6	100	H(ε), Ca
4629,5	15	Co, Ti	4408,6	1	Fe, Ca	3933,8	100	Ca
4629,0	2	Ce	4404,3	1	Fe			

Das Verzeichnis der Chromosphärenlinien ist später von Hale und Deslandres ins Ultraviolett bis zur Wellenlänge λ 3630 fortgesetzt worden. Dieses Verzeichnis hat aber für uns weniger Interesse, da keine Häufigkeitszahlen angegeben worden sind. Die auf dieser Strecke mit Sicherheit nachgewiesenen Elemente sind Kalzium, Magnesium, Helium, Eisen und vor allem Wasserstoff, dessen ganze Linienserie erscheint.

Von den über 300 Linien des Youngschen Verzeichnisses sind etwa 60, also 20% aller Linien, nicht mit bekannten Elementen zu identifizieren; aber auch bei manchen anderen Linien ist die Identifikation eine unsichere, besonders wenn nur wenige Linien eines Elements auftreten. Als sichere Tatsachen können die folgenden hingestellt werden: Stets in der Chromosphäre vorhanden sind die Elemente: Wasserstoff, Helium, Koronium, Kal-

zium, wie das schon auf S. 366 angegeben war. Von diesen Elementen, mit Ausnahme des Wasserstoffs, sind aber keineswegs immer alle Linien vorhanden. Bei Helium sind nur zwei Linien mit der Häufigkeitszahl 100 versehen, zwei weitere mit 30 und 25 und die anderen mit sehr kleinen Zahlen.

Über Koronium läßt sich wegen der Unkenntnis etwaiger anderer Linien außer der Koronalinie nichts angeben. Von Kalzium sind die zwei Linien H und K stets vorhanden; es kommen dann die Häufigkeitszahlen 25, 10 und 8 je ein- bis zweimal vor, während weitere 20 Linien die Zahlen 5 bis 1 besitzen. Magnesium ist zwar nur mit wenigen Linien vertreten, kommt aber nach den schon genannten Elementen in bezug auf die Häufigkeit seines Auftretens an die nächste Stelle. Zwei Linien haben die Häufigkeitszahl 50 und je eine 40, 20, 5. Mit 145 Linien ist Eisen vertreten, von denen allerdings 100 nur die kleinen Häufigkeitszahlen 1 bis 4 aufweisen. Die Zahlen 50 sind vertreten 1mal, 40 2mal, 30 3mal, 20 4mal, 15 6mal, 10 12mal, 8 4mal und 5 14mal. Die Identifizierung der schwächeren, nur selten beobachteten Eisenlinien ist sehr unsicher, da häufig die Linien anderer Elemente mit ihnen nahe zusammenfallen, wobei natürlich die Identifizierung der letzteren ebenso unsicher bleibt. Von den dem Eisen nahestehenden Elementen ist Nickel mit den größten Häufigkeitszahlen versehen; aber gerade die am häufigsten beobachteten Linien fallen mit Eisenlinien sehr nahe zusammen. Beim Nickel kommen die Häufigkeitszahlen 40, 30, 10, 5 je einmal vor, kleinere Zahlen 9mal. Sehr viele Linien weist auch das eisenähnliche Metall Titan auf, von denen einer die Zahl 25, je zweien die Zahlen 20 und 15, fünf die Zahl 10 und einer 8 zukommt; 26 andere Linien haben kleinere Häufigkeitszahlen. Auch Chrom, welches zu derselben Gruppe gehört, ist mit vielen Linien vertreten, von denen aber nur 3 die Häufigkeit 10 aufweisen, während die übrigen 15 nur selten beobachtet werden. Von Mangan sind 9 Linien beobachtet, je eine mit der Häufigkeit 20, 15, 5 und 4, die anderen mit 1 und 2. Die 7 Linien des Kobalts fallen sämtlich mit den Linien anderer Metalle, besonders Eisen, zusammen, so daß trotz der Häufigkeitszahlen 20 und 15, welche je einmal vorkommen, das Auftreten dieses Metalls zweifelhaft bleibt.

Die beiden Hauptlinien des Natriums erscheinen in 25% aller Fälle, die 6 übrigen schwachen Linien nur selten. Sehr häufig erscheint auch Baryum; 2 Linien sind mit 30 geschätzt, je eine mit 25 und 18, zwei mit 15 und wieder je zwei mit 10 und 8. Sicher nachgewiesen ist Strontium, von dem 6 Linien vertreten sind, 5 allerdings mit kleinen Häufigkeitszahlen, dafür aber eine mit 40. Auch Cer dürfte sicher vorhanden sein, da von seinen 4 Linien je zwei die Häufigkeiten 10 und 8 besitzen und die Hauptlinie nicht mit einer andern Metallinie koinzidiert. Vanadium mit 6 nur selten beobachteten Linien bleibt zweifelhaft, ebenso Zink mit 2 Linien. Yttrium scheint vorkommen zu können; von seinen 5 in Frage kommenden

Linien haben 2 die Häufigkeiten 30 und 8; aber die Hauptlinie fällt gerade mit einer Barytumlinie zusammen.

Nach dem Vorstehenden sind mit Sicherheit die folgenden Elemente in der Chromosphäre, resp. in gewissen Protuberanzen vertreten, das heißt, sie können unter besonderen Umständen über das allgemeine Niveau der Photosphäre gehoben werden: Wasserstoff, Helium, Kalzium, Magnesium, Barytum, Strontium, Natrium, Cer, Eisen, Mangan, Chrom, Nickel, Titan. Zweifelhaft bleiben: Kobalt, Yttrium, Vanadium, Zink.

Daß von den genannten Metallen nicht alle Linien gleich häufig auftreten, muß nach dem, was bereits über die Kalziumlinien angegeben ist, selbstverständlich erscheinen; schwache Linien sind eben viel schwieriger zu beobachten als helle. Eine genauere Betrachtung lehrt aber, daß die Intensität der Linien, wie sie z. B. im Bogenspektrum auftritt, keineswegs allein maßgebend für die Häufigkeit ihres Erscheinens im Chromosphärenspektrum ist. So fehlen z. B. manche starke Eisenlinien, während schwächere vorhanden sind. Zur Erklärung dieser Erscheinung ist eine Untersuchungsmethode Lockyers geeignet, welche unter dem Namen der Methode der langen und kurzen Linien bekannt ist. Projiziert man vermittels einer Linse das Bild des elektrischen Bogens, in welchem ein Metall, z. B. Eisen, verdampft, auf den Spalt des Spektroskops, so bemerkt man, daß einzelne Linien die volle Länge des Bildes vom Bogen besitzen, während andere kürzer sind. Im allgemeinen wird der mittlere Teil des Spektrums viel linienreicher als die Randpartien. Die Erscheinung erklärt sich leicht dadurch, daß die äußeren Teile des Bogens wesentlich kühler sind als die inneren, und daß gewisse Linien, nämlich die langen, auch bei dieser niedrigeren Temperatur erscheinen, während andere, die kurzen, nur bei der höheren Temperatur des innern Bogens auftreten.

Es zeigt sich nun, daß es vorwiegend die langen Linien sind, welche in der Chromosphäre hell erscheinen, und es wäre hieraus zu schließen, daß die Temperatur der Chromosphäre niedriger ist, als die Temperatur der Photosphäre, resp. der umkehrenden Schicht, welche die langen und die kurzen Linien zeigt — ein Schluß, der durchaus plausibel erscheint.

Um die Protuberanzen in ihren Formen und Veränderungen studieren zu können, ist nichts weiter erforderlich, als den Spalt des Spektroskops so weit zu öffnen, daß nicht mehr der Spalt, sondern das Bild der Protuberanz als Lichtquelle dient, mithin die betreffende Linie in der Form der Protuberanz im Spektroskop erscheint. Der Vorgang ist hierbei folgender: Auf den Spalt eines an einem Refraktor angebrachten Spektroskops wird eine Stelle des Sonnenrandes, an der sich eine Protuberanz befindet, projiziert. Auf dem kontinuierlichen Spektrum der erhellten Erdatmosphäre erscheinen demnach die hellen Linien der Protuberanz in einer der Ausdehnung der letzteren entsprechenden Länge. Öffnet man den Spalt weiter,

so werden diese Linien zunächst breiter; sie können aber niemals breiter werden, als der Breitenausdehnung der Protuberanz entspricht, bleiben also an den schmalen Stellen entsprechend schmal, d. h. bei genügend weiter Spaltöffnung nimmt die Spektrallinie die Form der Protuberanz an. Mit zunehmender Spaltöffnung nimmt aber auch die Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums immer mehr zu, so daß schließlich die Protuberanz überstrahlt wird und verschwindet. Dem kann man nur durch Vermehrung der Dispersion entgegenwirken, weil dadurch die Länge des Spektrums vergrößert, die Lichtdichtigkeit also vermindert wird, während die im homogenen Licht erscheinende Protuberanz dadurch nicht in ihrer Helligkeit geändert wird. Die Protuberanzspektroskope, die im übrigen beliebig konstruiert sein können, müssen deshalb stets sehr starke Dispersion besitzen. Bei der Beobachtung selbst ist es praktisch, den Spalt nicht senkrecht zum Sonnenrande zu stellen, sondern tangential, weil sonst das helle Spektrum der Sonne leicht alles überstrahlt. Die Beobachtung kann natürlich in jeder Spektrallinie erfolgen, welche hell erscheint; aber für die Praxis kommen doch nur wenige Linien in Frage. Da Wasserstoff, Helium und Kalzium in allen Protuberanzen enthalten sind, die übrigen Metalle jedoch nur in gewissen Arten derselben, so wird man im allgemeinen nur die Linien dieser drei Elemente zur Beobachtung benutzen. Bei optischer Beobachtung empfiehlt sich als geeignetste Linie die $H\alpha$-Linie des Wasserstoffs, da sie sehr hell ist und sich gut vom Untergrunde abhebt. Sie ist auch die schärfste aller Wasserstofflinien und gibt deshalb die schärfsten Bilder der Protuberanzen; die Schärfe der übrigen Wasserstofflinien nimmt immer mehr ab, je weiter sie nach dem Violett zu liegen; daher sind die blauen und violetten Linien des Wasserstoffs wenig zu photographischen Aufnahmen geeignet. Für letztere kommen jetzt nur noch die Kalziumlinien H und K in Frage. Die D_3-Linie des Heliums ist wegen ihrer nicht allzu großen Helligkeit und wegen ihrer geringen Schärfe — es ist eine Doppellinie — auch nicht zur Beobachtung geeignet. Die photographische Aufnahme der Protuberanzen kann entweder in einem gewöhnlichen Spektroskop erfolgen oder aber in sehr viel besserer Weise vermittels des Spektroheliographen, wobei gleichzeitig sämtliche Protuberanzen des Sonnenrandes aufgenommen werden.

Die Protuberanzen sind außerordentlich variable Gebilde; man kann ihr Entstehen und Vergehen häufig innerhalb weniger Stunden verfolgen; sie treten in den verschiedensten Formen auf, von einfachen schwebenden Wolken bis zu explosionsartigen Erscheinungen. Man hat versucht, sie nach ihren Formen in verschiedene Klassen einzuteilen, doch hat dies wesentlich nur den Zweck einer besseren Übersicht und Darstellung.

Am einfachsten ist es, sie in zwei Klassen zu trennen, die sich durch ihr Spektrum und damit auch durch ihren Ursprung oder wenigstens die Intensität ihres Ursprungs unterscheiden. Die erste Klasse bilden die wolkenartigen Protuberanzen, die nur Erhebungen der Chromosphäre darstellen, und die wie jene nur aus Wasserstoff, Helium und Kalzium bestehen. Die

zweite Klasse sind die eruptiven Protuberanzen, deren erzeugende Ursache so tief liegt oder so intensiv ist, daß auch andere Elemente mit emporgehoben werden, wie sie das Youngsche Verzeichnis ergibt. Sie unterscheiden sich von den Wolkenprotuberanzen dadurch, daß sie niemals besonders große Höhen erreichen; ihre Farbe ist weiß, weil sie Linien aller Spektralfarben enthalten, während die Wolkenprotuberanzen rot erscheinen, wegen der überwiegenden Intensität der roten C-Linie (Hα).

An der Hand der Secchischen Beobachtungen, die außerordentlich zahlreich und unter sehr günstigen atmosphärischen Bedingungen angestellt sind, soll nun im folgenden eine allgemeine Darstellung der durch die Protuberanzen gebotenen Erscheinungen gegeben werden. Wir werden daran einige Ergebnisse der photographischen und spektroheliographischen Aufnahmen anschließen.

Bei tangential zum Sonnenrande gestelltem Spalt erscheint in der C-Linie die Chromosphäre als eine rote Schicht von wechselnder Dicke, durchschnittlich 10″ bis 15″ oder 7000 bis 11000^{km} hoch. Ihr äußerer Rand ist zuweilen glatt, sehr häufig aber gefasert und mit kleinen Erhebungen versehen, die man, sobald sie die Chromosphäre merklich überragen, schon als kleine Protuberanzen bezeichnen kann. Die Protuberanzen können an allen Teilen des Sonnenrandes erscheinen, also auch an den Polen; bevorzugt sind aber diejenigen Stellen des Randes, an denen sich gerade Flecken oder Fackeln befinden. In welchem Maße dies der Fall ist, zeigt eine Zusammenstellung der Anzahl der Protuberanzen, welche Riccò in den Jahren 1880 bis 1890 beobachtet hat:

Heliogr. Breite	Anzahl der Protub.	Heliogr. Breite	Anzahl der Protub.
+ 90° bis 80°	24	— 0° bis 10°	528
+ 80 „ 70	84	— 10 „ 20	611
+ 70 „ 60	160	— 20 „ 30	822
+ 60 „ 50	433	— 30 „ 40	707
+ 50 „ 40	517	— 40 „ 50	720
+ 40 „ 30	638	50 „ 60	447
+ 30 „ 20	668	— 60 „ 70	130
+ 20 „ 10	593	— 70 „ 80	57
+ 10 „ 0	507	— 80 „ 90	18

Die Maxima liegen also genau wie bei den Flecken auf beiden Hemisphären zwischen der Breite von 20° bis 30°; die Anzahl nimmt nach den Polen zu sehr stark ab, nach dem Äquator zu aber in viel geringerem Maße als bei den Flecken.

Die bei den Flecken beobachtete Gesetzmäßigkeit, daß bis zum Minimum die mittlere Breite der Fleckenhäufigkeit von etwa 40° bis in die Nähe des Äquators herabsinkt, um dann nach dem Minimum plötzlich wieder in

hohen Breiten zu beginnen, findet sich auch bei den Protuberanzen wieder, wenn auch nicht in so ausgesprochener Weise. Es wird dies durch die folgende Zusammenstellung, die ebenfalls auf den bereits oben benutzten Beobachtungen beruht, nachgewiesen.

	Jahr	Mittl. heliogr. Breite
	1880	40,6°
	1881	37,1
	1882	34,7
Maximum	1883	31,9
	1884	30,9
	1885	28,7
	1886	27,5
	1887	31,7
	1888	31,2
Minimum	1889	35,9
	1890	41,3

An irgend einem Zusammenhange zwischen beiden Erscheinungen kann daher nicht gezweifelt werden, und es läßt sich außerdem leicht feststellen, daß die auffallendsten Protuberanzerscheinungen in der unmittelbaren Umgebung von Flecken zustande kommen.

Die Helligkeit der Protuberanzen ist im allgemeinen viel geringer als diejenige der Chromosphäre und nimmt überhaupt nach außen zu ab.

Nach Secchi lassen sich nun die Protuberanzen nach folgenden Formen unterscheiden:

1. Haufenprotuberanzen. Lokale Erhebungen der Chromosphäre. In vielen Fällen erscheinen sie als glänzende Anhäufungen der chromosphärischen Schicht, scheinbar ohne Gliederung und mit unscharfer Begrenzung, doch sind bei stärkerer Vergrößerung Details zu erkennen. Sie sind sehr hell und erreichen die Helligkeit der Chromosphäre. Sie bilden zuweilen das Anfangsstadium oder auch das Endstadium anderer Protuberanzenformen. Ihre Höhe ist verhältnismäßig gering, 30″ bis 40″, entsprechend 22000 km bis 29000 km. An den höchsten Stellen dieser Protuberanzen brechen zuweilen sehr helle, flammenartige Gebilde hervor. Fig. 146 zeigt verschiedene Formen von hierher gehörigen Protuberanzen.

2. Nebelartige Protuberanzen. Es sind zwei Arten zu unterscheiden, welche beide sehr häufig vorhanden, wegen ihrer geringen Helligkeit aber schwierig zu beobachten sind. Die eine Art besteht aus vereinzelten, schwebenden Massen, die leichten Kumuluswolken gleichen. Sie zeigen sich vorzugsweise in der Nähe der Pole als Überbleibsel glänzender Protuberanzen. In Fig. 147 gibt Nr. 5 ein Bild dieser Erscheinungsart, während die 4 oberen Darstellungen dieser Figur sich auf die normale Chromosphäre beziehen.

Bei der andern Art steigen mehrere ziemlich helle Säulen aus der Chromosphäre empor und lösen sich in einer gewissen Höhe in feine wolkenartige Massen von komplizierter Struktur auf. (Nr. 6 der Fig. 147 und Nr. 3 der Tafel IV). Diese Protuberanzen erreichen meist große Höhen, 2′ bis 3′, entsprechend 86000 km bis 130000 km. Die aufsteigenden Säulen und ihre Verzweigungen zeigen sich bei günstigen Luftzuständen als aus sehr feinen Fäden zusammengesetzt. (Fig. 148.) Die oberen wolkenartigen Partien bestehen ebenfalls aus diesen sich kreuzenden Fäden, deren Gewirr manchmal nicht zu lösen ist, während zuweilen, infolge von Strömungen in der Sonnenatmosphäre, eine bestimmte Richtung vorherrscht. Die seitliche Aus-

dehnung dieser Protuberanzen ist zuweilen sehr groß; sie können sich über 6° und mehr erstrecken, entsprechend über 15 Millionen Kilometer! Sehr

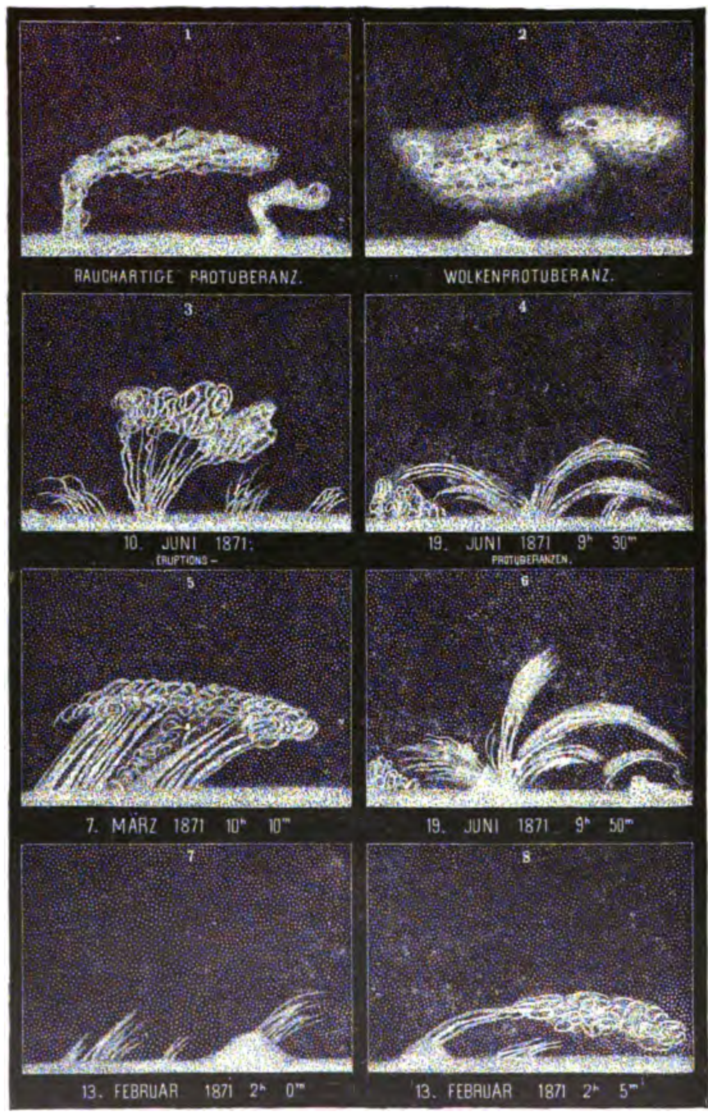


Fig. 146.

häufig verläuft die Erscheinung dieser Protuberanzen aber einfacher. Eine oder zwei aus der Chromosphäre emporbrechende Säulen breiten sich in einer gewissen Höhe sehr weit seitlich aus, eine ähnliche Erscheinung bietend wie die Pinie bei Vulkanausbrüchen auf der Erde. Es kommt dann auch

vor, daß sich die Säule weiter über die erste Ausbreitung erhebt und sich noch ein- oder zweimal seitlich ausbreitet. (Fig. 147, Nr. 8 und Tafel IV,

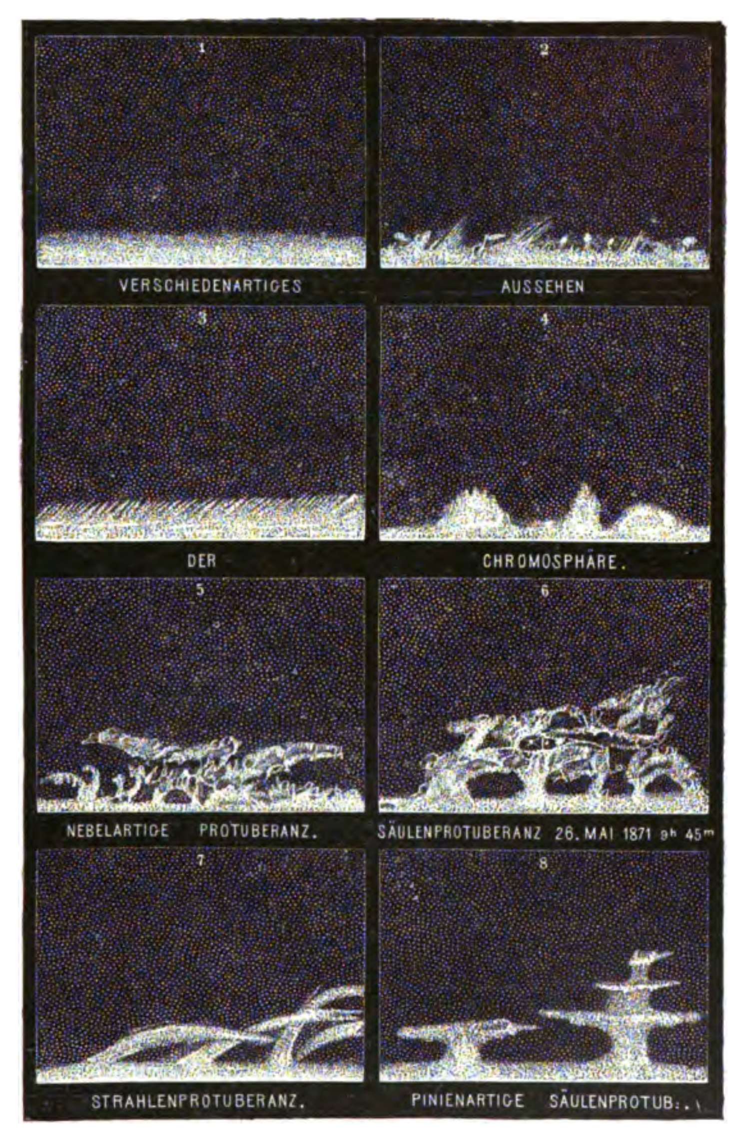


Fig. 147.

Nr. 1.) Es wird häufig beobachtet, daß die die Protuberanz erzeugende Säule verschwindet, während der obere Teil als isolierte Wolke zurückbleibt.

3. Strahlenprotuberanzen. Zuweilen werden sehr glänzende, aus einzelnen leuchtenden Fäden zusammengesetzte Massen in den verschiedensten

Richtungen aus der Chromosphäre emporgeschleudert. Sie sind häufig heller als die Chromosphäre und besitzen an ihrer Basis deutlich fadenförmige Struktur. In der Höhe breiten sie sich aus und sind nach Secchi einer Garbe des schönsten Feuerwerks ähnlich.

Diese Protuberanzen erscheinen meistens in der Gegend von Flecken oder über den Fackeln, welche sich zwischen den Kernen einer Fleckengruppe



Fig. 148.

befinden. Sie entstehen und vergehen in außerordentlich kurzer Zeit. Die schöne Protuberanz auf Tafel V Nr. 4 wurde von Secchi am 1. Juli 1871 beobachtet; sie erreichte eine Höhe von 35″ (25000 km), war aber bereits nach 10 Minuten verschwunden. Unmittelbar darauf entstand an derselben Stelle eine neue Protuberanz (Tafel V Nr. 6), die aus geradlinigen, scharf begrenzten Strahlen bestand; die Geschwindigkeit, mit welcher sich der längste dieser Strahlen ausbreitete, betrug 150 km in der Sekunde; aber auch diese Protuberanz war in wenigen Minuten wieder verschwunden. Derartige geradlinige Strahlen werden nur selten beobachtet, häufig dagegen Formen wie in Tafel V Nr. 5, wo die Strahlen gekrümmt sind, zuweilen so stark, daß sie die Oberfläche wieder erreichen.

4. Büschelprotuberanzen sind den Strahlenprotuberanzen nahe verwandt, unterscheiden sich von ihnen aber durch geringeren Glanz, längere Dauer, beträchtlich größere Höhe, durch Auflösen des oberen Endes in Wölkchen und durch ihre oft ganz gewaltige Ausdehnung. Außerdem können sie an allen Stellen des Sonnenrandes erscheinen, während die Strahlenprotuberanzen nur in der Nähe von Flecken auftreten. Die größte Höhe einer solchen Protuberanz, welche von Secchi beobachtet worden ist, betrug 4′ 36″ gleich 200000 km oder 13 Erddurchmesser.

Eine außerordentlich großartige Protuberanzerscheinung wurde am 1. Juni 1900 von Fényi beobachtet. Die in der Nähe eines Flecks aufsteigende Protuberanz erreichte ihre größte Höhe von 7′ 11″, entsprechend 312000 km, in etwa 15 Minuten; die mittlere Geschwindigkeit des Aufsteigens betrug 334 km in der Sekunde. Sie gehörte zu den Büschelprotuberanzen;

ihre Verbindung mit der Chromosphäre war schon vor Erreichung der größten Höhe aufgehoben. Man gewinnt am besten eine Vorstellung von der enormen Höhe dieser Protuberanz, wenn man bedenkt, daß sie der Entfernung des Mondes von der Erde bis auf etwa $^1/_5$ nahe kommt.

Die obigen Darstellungen der Protuberanzen waren entweder rein typische Zeichnungen oder doch Zeichnungen am Fernrohr, die in großer Eile hergestellt, immerhin durch die Phantasie des Zeichners beeinflußt sein können. Wir wollen daher eine Reihe von photographischen Darstellungen folgen lassen, deren Treue nicht angezweifelt werden kann.


Fig. 149.

Die Tafel VI zeigt die Photographie einer Gruppe von Protuberanzen, die während der totalen Sonnenfinsternis am 16. April 1893 von Barnard und Ritchey aufgenommen ist, und zwar mit einem Fernrohr von $61^1/_2$ Fuß Brennweite bei 6 Zoll Öffnung. Die beiden seitlichen Protuberanzen gehören zu den strahligen, die mittlere zu den nebelartigen.

Eine sehr deutliche Anschauung davon, wie in einem Spektrum, welches mit breitem Spalte erzeugt ist, eine Protuberanz erscheint, gibt die Fig. 149. Sie zeigt eine Aufnahme von Hale am 20. Oktober 1891, auf welcher die Protuberanz in den Kalziumlinien H und K sichtbar ist.

Genau so gut, wie die photographischen Aufnahmen der Protuberanzen während einer totalen Sonnenfinsternis, fallen nun auch die Aufnahmen mit dem Spektroheliographen aus, die bei guten Luftzuständen immer zu erhalten sind. Als ein Beispiel dieser Art mögen die beiden Tafeln VII und VIII gelten, von denen die erste von Hale am Spektroheliographen der Kenwood-Sternwarte 1895, März 24 um 22^h 40^m mittlere Zeit aufgenommen ist. Sie stellt eine eruptive Protuberanz dar, die aus einer verhältnismäßig schmalen Stelle entsprungen ist. Zu beiden Seiten dieser Stelle sind schwache Andeutungen beginnender Emporhebungen vorhanden. Die zweite Aufnahme ist 18^m später angefertigt, und die inzwischen eingetretenen Änderungen sind ganz bedeutend. Die Protuberanz ist fast auf die doppelte Höhe gestiegen, und an ihrer Basis sind die auf der ersten Aufnahme nur eben angedeuteten seitlichen Ausbrüche bereits in voller Tätigkeit.

Die enormen Geschwindigkeiten, die beim Aufsteigen der Protuberanzen beobachtet werden, und die sich auch häufig in seitlicher Richtung bemerkbar machen, lassen es erwarten, daß sie, in der Gesichtslinie verlaufend, auch Veranlassung zu Linienverschiebungen nach dem Dopplerschen Prinzip geben. In der Tat sind solche häufig zu beobachten in Form von starken Verzerrungen der betreffenden Spektrallinien, wodurch angedeutet wird, daß die Geschwindigkeiten in den verschiedenen Teilen der Protuberanz von

sehr verschiedener Stärke sind. Fig. 150 zeigt derartige Verzerrungen der C-Linie bei einer Protuberanz vom 22. September 1870 nach Beobachtungen Lockyers. Die hieraus resultierenden Geschwindigkeiten betragen bis zu

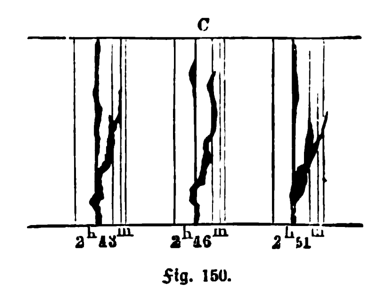
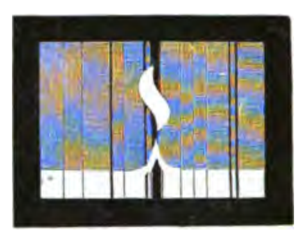


Fig. 150.


Fig. 151.

400km in der Sekunde, entsprechen also den durch direkte Beobachtung gefundenen Werten. Auch vollständige Wirbelbewegungen sind beobachtet worden, z. B. von Vogel bei einer Protuberanz vom 3. Juni 1871 (Fig. 151).

Die bisher besprochenen Erscheinungen am Sonnenrande beziehen sich fast ausschließlich auf das Gebiet der Chromosphäre und ihrer Erhebungen, d. h. auf diejenige Gasschicht der Sonne, die wesentlich aus Wasserstoff, Helium und Kalzium besteht. Es war aber auch bereits die sogenannte umkehrende Schicht erwähnt, die sich oberhalb der Photosphäre nur in sehr geringer Dicke ausbreitet, und die, wie es scheint, alle diejenigen Elemente enthält, welche die Fraunhoferschen Linien erzeugen. Sie ist während weniger Sekunden bei totalen Sonnenfinsternissen sichtbar, im Moment, in dem der Mond die überblendende Sonnenscheibe abdeckt. Außerhalb totaler Finsternisse ist sie nur unter sehr günstigen Luftzuständen, also wesentlich auf hohen Bergen, zu beobachten, besonders bei Verwendung sehr großer Refraktoren, da bei großen Sonnenbildern natürlich auch diese Schicht dicker erscheint und besser erkannt werden kann. In den letzten Jahren ist das spektroskopische Studium dieser Schicht durch Anwendung der sogenannten Prismenkamera während der totalen Finsternisse außerordentlich gefördert worden. Die Prismenkamera ist eine photographische Kamera, welche durch ein oder mehrere Prismen in ein Spektroskop ohne Spalt verwandelt ist; als Spalt dient die umkehrende Schicht selber, so daß die Linien des Spektrums in der Form dieser Schicht, also als Kreise oder Teile eines Kreises, erscheinen. Die Aufnahmen werden unmittelbar nach der Verdeckung der Sonnenscheibe, oder am nachfolgenden Rande unmittelbar vor dem Auftauchen derselben, angefertigt. Da bei


Fig. 152.

totalen Sonnenfinsternissen die Mondscheibe stets größer als die Sonnenscheibe ist, so verdeckt die erstere zu beiden Seiten des eigentlichen Kontaktpunktes mehr von dieser Schicht und von der Chromosphäre als am Kontaktpunkt selbst, und dies gibt ein sehr bequemes Mittel, um die Schichtdicke der verschiedenen Gase oberhalb der Photosphäre zu bestimmen: je länger die betreffenden Spektrallinien (Bilder der Schicht) sind, um so höher erstrecken sich die Gase. Wegen der sehr kurzen, fast blitzartigen Erscheinung der umkehrenden Schicht werden derartige Spektra nach dem englischen Worte für Blitz als „Flash"-Spektra bezeichnet.

Die Spektralbeobachtung der umkehrenden Schicht läßt sich noch in etwas modifizierter Weise anstellen, die durch nebenstehende Fig. 152 erläutert wird. Es wird der Moment benutzt, in welchem die Mondscheibe (schraffiert angedeutet) den eigentlichen Sonnenrand beinahe berührt, so daß von der Sonnenscheibe nur eine äußerst schmale Sichel übrig bleibt. Diese schmale helle Sichel dient als Spalt, und es entsteht ein gewöhnliches Sonnenspektrum mit den dunklen Fraunhoferschen Linien in Form dieser Sichel.

Die punktierte Linie möge nun die umkehrende Schicht andeuten; an den beiden Sichelenden, an denen die Mondscheibe die Sonnenscheibe vollständig verdeckt, bleibt die umkehrende Schicht auf eine kurze Strecke außerhalb des Mondrandes, und diesen Stellen entsprechend müssen an den Enden der dunklen Fraunhoferschen Linien die hellen Umkehrlinien auftreten, so daß man unmittelbar erkennen kann, bei welchen dunklen



Fig. 153.



Fig. 154.



Fig. 155.

Linien die Erscheinung der Umkehr auftritt.

In der Fig. 153 ist diese Erscheinung am oberen Ende der Linien auf das deutlichste zu erkennen. Das Spektrum ist aufgenommen von Frost bei der Sonnenfinsternis vom 28. Mai 1900. Die hellen Umkehrlinien sind besser zu erkennen als die entsprechenden dunklen Linien; ganz besonders auffallend breit und hoch ist die nahe dem rechten Rande der Platte befindliche Wasserstofflinie $H\gamma$ (im Violett); ihre Länge entspricht aber der Höhe der Chromosphäre, während die übrigen viel kürzeren Linien der umkehrenden Schicht entsprechen. Man kann deutlich sehen, daß auch diese Linien nicht alle gleich hoch sind. Die dunklen Längsstreifen des Sonnenspektrums sind durch hohe Berge am Mondrande verursacht, deren Spitzen den Sonnenrand schon nahe berührten, die Sichel also an diesen Stellen sehr schmal machten. Ein reines Flash-Spektrum ist in Fig. 154 zu sehen, ebenfalls nach einer Aufnahme von Frost bei derselben Finsternis. Dieses Spektrum ist beim zweiten Kontakt aufgenommen, das Spektrum in Fig. 155 beim dritten Kontakt; beim letzteren ist bereits ein schmales Streifchen der Sonnenscheibe aufgetaucht und hat den mittleren hellen Streifen des kontinuierlichen Spek-

trums verursacht. Die Wasserstoff- und Kalziumlinien erscheinen in den Formen der Chromosphäre und stellen ungefähr Halbkreise dar; die eigentlichen Flash-Linien sind sehr viel kürzer und schärfer.

Die Zahl der umgekehrten Linien, die man bisher auf diesem Wege gefunden hat, ist eine sehr bedeutende. Es sind naturgemäß im wesentlichen die bereits oben angegebenen Chromosphärenlinien; doch läßt sich schließen, daß 60% bis 70% aller stärkeren Fraunhoferschen Linien umgekehrt erscheinen, und zwar innerhalb einer Höhe von etwa 1″, entsprechend 700 km; daß nicht alle Linien als helle sichtbar sind, liegt zum Teil an ihrer Lichtschwäche, zum andern Teil aber jedenfalls auch daran, daß die betreffenden Gase sich nicht bis zu dieser Höhe erstrecken.

Bei 260 hellen Linien zwischen den Wellenlängen λ 4934 und λ 4000, die Frost mit dunklen Linien des Rowlandschen Sonnenspektrums identifizieren konnte, befanden sich 102 Linien des Eisens, 23 des Titans, 11 des Chroms und 26, deren Identifizierung zwischen zweien dieser Elemente zweifelhaft blieb. Also über 60% aller beobachteten Linien gehören zu diesen drei Elementen. Mit je fünf Linien sind vertreten Kalzium, Mangan, Vanadium, mit je vier Linien Nickel, Skandium, Zirkon, mit je drei Linien Wasserstoff, Helium, Strontium, Lanthan, Kobalt und vielleicht Kohle; Baryum erscheint mit zwei Linien und Cerium, Neodymium und Yttrium? mit je einer Linie. 41 der Linien sind auch in der Sonne nicht mit Elementen identifiziert. Nickel hat im Sonnenspektrum die zweitgrößte Zahl aller Linien; daß hier nur so wenige auftreten, liegt wesentlich daran, daß in dem untersuchten Teil des Spektrums sich nur wenige stärkere Nickellinien befinden. Die geringe Zahl der Manganlinien ist aber aus derselben Ursache nicht zu erklären. Eine von Lockyer ausgesprochene Ansicht, daß die sogenannten „enhanced“ Linien — Linien, welche im Funkenspektrum stärker erscheinen als im Bogenspektrum — das Hauptkontingent der umgekehrten Linien liefern, scheint sich nicht zu bestätigen.

Die hervorragende Stellung, welche das Helium unter den Gasen der Sonne einnimmt, läßt vermuten, daß auch die anderen mit dem Helium verwandten Gase unserer Erdatmosphäre, wenigstens diejenigen von geringerem Atomgewicht, in der Sonnenatmosphäre vorhanden sind. In der Tat ist Mitchell auf Grund seiner Aufnahmen des Flash-Spektrums bei der Sonnenfinsternis vom 18. Mai 1901 zu dem Resultate gelangt, daß Neon und Argon mit den Atomgewichten 20 und 40 mit mehreren Linien in diesem Spektrum vertreten sind, während die Identifizierung mit Krypton und Xenon zweifelhaft bleibt.

Zu erwähnen ist an dieser Stelle noch, daß von Hale nach Beobachtungen am Sonnenrande außerhalb totaler Finsternisse eine größere Zahl der Linien des Kohlenstoffspektrums mit Sicherheit identifiziert worden ist.

Die Bestimmung der Schichtendicken der glühenden Gase oberhalb der Photosphäre, die, wie schon erwähnt, aus der Länge der Flash-Linien erfolgen kann, ist mit besonderen Schwierigkeiten verknüpft, die darin begründet sind,

daß eine schwache Linie naturgemäß nicht so weit verfolgt werden kann als eine starke, daß also die Messungen an verschiedenen Linien desselben Elements zu stark verschiedenen Werten führen können. Bei der Vergleichung der Höhen verschiedener Elemente dürfen demnach eigentlich nur Linien gleicher Intensität benutzt werden, was streng durchzuführen gar nicht möglich ist.

Die folgende, von Jewell aufgestellte Tabelle zeigt diese Schwierigkeiten sehr deutlich. In der ersten Kolumne befindet sich der Name des Elements, in der zweiten die Wellenlänge der betreffenden Linie, in der dritten die Intensität derselben im Flash-Spektrum, in der vierten endlich die Höhe, bis zu welcher sich die Linie erstreckt, in Kilometern.

Element	Wellenlänge	Höhe	Element	Wellenlänge	Höhe
Kalzium (40)	3933,8	24000	Titan (48)	4395,2	4000
	3706,2	6400		4313,0	1600
	3737,0	6400		4590,1	1300
	4226,9	2400		4464,6	1300
	4455,1	1600		4387,0	320
	4456,0	240		4466,0	160
	4456,8	160	Chrom (52)	4275,0	1900
Wasserstoff (1)	4340,6	12800		4254,5	1600
				4558,8	1600
Helium (4)	4471,7	12000		4588,4	1600
	4713,3	4800		4280,2	160
	4388,1	2700	Eisen (56)	4584,0	1600
Unbekannt	4568,5	5300		4233,3	1600
	4685,5	2700		4260,8	1300
	4362,8	2200		4508,5	1000
	4253,4	800		4520,4	1000
Magnesium (24)	3838,4	8000		4482,4	320
	4481,3	1600 oder mehr	Mangan (55)	4030,9	1300
				4451,8	160
Strontium (87)	4215,7	5600	Yttrium (88)	4575,1	1600
	4305,6	320		4398,2	320
Baryum (136)	4554,2	2400	Kadmium (112)	4678,4	200
	4525,3	240	Zink 65	4680,3	240
Aluminium (27)	3961,6	2800		4722,3	240
Ytterbium (172)	3694,3	6400	Cyanogen	3883,5	1100
Skandium (44)	4247,0	2800	Vanadium (51)	4579,4	320
	4314,2	320		4390,1	160
Titan (48)	4468,7	5600	Natrium 23	5896,0	1600
	3913,6	4800		5890,0	

Um einen einigermaßen brauchbaren Vergleich auszuführen, wird man nur diejenigen Höhen benutzen, welche für die hellste Linie eines jeden Elements gefunden ist. Ordnet man dann die Metalle nach der Höhe, so erhält man die nächste Tabelle.

Für genähert richtig wird man diese Höhen wohl halten können; jedenfalls ist der Einfluß der Helligkeit der Linien sehr herabgedrückt,

wie das Beispiel des Natriums zeigt, dessen Höhe trotz der großen Intensität der D-Linien nur gering ist.

Element	Höhe	Atomgewicht
Kalzium	24000	40
Wasserstoff	12800	1
Helium	12000	4
Magnesium	8000	24
Ytterbium?	6400	172
Titan	5600	48
Strontium	5600	87
Aluminium	2800	27
Skandium	2800	44
Baryum	2400	136
Natrium	1600	23
Eisen	1600	56
Yttrium	1600	88
Mangan	1300	55
Vanadium	320	51
Zink	240	65
Kadmium	200	112

Eine Abhängigkeit der Höhe vom Atomgewicht ist im einzelnen nicht streng ausgesprochen: Kalzium reicht bis doppelt so hoch als Wasserstoff; Baryum als schwerstes aller beobachteten Elemente hat eine mittlere Höhe, und das sehr leichte Natrium reicht nicht so hoch als das schwere Baryum. Eine gewisse Abhängigkeit vom Atomgewicht scheint aber doch vorhanden zu sein. Schließt man das höchst unsichere Ytterbium aus, so besitzen die drei Chromosphärenelemente Kalzium, Wasserstoff und Helium, welche höher als 10000 ^{km} reichen, ein mittleres Atomgewicht von 15, die Elemente von 8000 ^{km} bis 5000 ^{km} Höhe ein solches von 53 (Magnesium, Titan und Strontium). Die Elemente zwischen 3000 ^{km} und 1000 ^{km} Höhe sind Aluminium, Skandium, Baryum, Natrium, Eisen, Yttrium und Mangan mit dem mittleren Atomgewicht 61, und die drei Elemente Vanadium, Zink und Kadmium, die nur bis zu 300 ^{km} reichen, haben ein mittleres Atomgewicht von 76.

Wir müssen noch auf eine Frage eingehen, welche bis jetzt nicht definitiv entschieden ist. Einige Aufnahmen des Flash-Spektrums, bei denen dunkle und helle Linien gleichzeitig auftreten, zeigen bei gewissen Linien kleine Unterschiede in den Wellenlängen. In einem Falle hat Campbell gefunden, daß die Verschiebungen für sämtliche betroffene Linien in demselben Sinne erscheinen, indem die dunklen Linien etwas nach Violett zu liegen. In anderen Fällen aber war die Verschiebungsrichtung bei den einzelnen Linien eine verschiedene.

Bei den großen Geschwindigkeiten von Gasströmen, die ständig auf der Sonne zu beobachten sind, dürften derartige Verschiebungen durchaus nicht auffallend erscheinen; man kann aber auch an den Einfluß von Druck denken, indem sich die leuchtenden Gase je nach ihrer Höhe unter recht verschiedenen Druckverhältnissen befinden werden, wie das durch die verschiedenartige Verbreiterung mancher Linien unmittelbar zur Anschauung gelangt.

Ebenso sind Verdoppelungen von Linien beobachtet worden, die zum Teil reell sein werden, verursacht durch Umkehr in der Mitte breiter und starker Linien. Zum größeren Teile aber werden derartige Beobachtungen nicht reell sein, sondern sie sind durch unvollkommene Fokussierung der photographischen Platte verursacht, da das Fokussieren der Prismenkamera eine sehr schwierige und unsichere Sache ist.

Die Sonnenkorona. Bei totalen Sonnenfinsternissen erscheint oberhalb der Chromosphäre die Korona, eine silbergraue oder weißliche Umhüllung

der Sonne von streifiger Struktur, deren Intensität im allgemeinen nach außen hin stark abnimmt. Ihre Ausdehnung, wie überhaupt ihre Form, unterliegt einem starken Wechsel; ihre Ausläufer lassen sich häufig bis zu mehreren Sonnendurchmessern verfolgen. Das Studium der Korona ist bei den Sonnenfinsternissen der letzten beiden Jahrzehnte sehr eifrig betrieben worden, und die Anwendung der Photographie hat bedeutende Fortschritte in den Ergebnissen gezeitigt; aber das Gebundensein an die wenigen Minuten der Totalität und die Seltenheit der Beobachtungsgelegenheit ist einem systematischen Studium sehr entgegen gewesen. Man hat deshalb zahlreiche Versuche gemacht, die Korona außerhalb der Sonnenfinsternisse zur Beobachtung zu bringen, in ähnlicher Weise, wie dies bei den Protuberanzen mit so gutem Erfolge gelungen ist. Bei der Korona sind die entgegenstehenden Schwierigkeiten aber sehr viel größer, da die Helligkeit der Korona eine recht geringe ist. Besonders ist die Intensität der spezifischen Koronalinien relativ gering; das Spektrum setzt sich überhaupt aus drei Teilen zusammen, indem außer dem Linienspektrum ein kontinuierliches Spektrum vorhanden ist und gleichzeitig das reflektierte Spektrum der Sonne, an den Fraunhoferschen Linien erkennbar, hinzutritt.

Es sind nun zuerst Versuche gemacht worden, die Korona, nach Abblendung der Sonnenscheibe selbst, direkt zu photographieren. Irgend ein ausgedehntes zölestisches Objekt kann am hellen Tage nur dann sichtbar oder photographierbar sein, wenn seine Flächenhelligkeit h so groß ist, daß das Verhältnis der Summe von h und der Helligkeit H der erhellten Erdatmosphäre zur Helligkeit der letzteren allein, mithin der Kontrast $\frac{h+H}{H}$, noch wahrnehmbar ist. Für das Auge ist die Wahrnehmbarkeit abhängig von der *absoluten* Helligkeit $H+h$, und deshalb werden die Verhältnisse günstiger, wenn die das Auge blendende Helligkeit der nächsten Sonnenumgebung irgendwie abgeschwächt wird. Bei der photographischen Abbildung muß durch die Wahl der Plattenempfindlichkeit oder der Expositionszeit die möglichst günstige Stufe gesucht werden. Ohne unsere Atmosphäre würde die Korona stets sichtbar sein; es ist also der Weg angezeigt, die erstere wenigstens nach Möglichkeit zu eliminieren durch Erhebung auf große Höhen, wobei H wegen Abnahme der atmosphärischen Masse und Zunahme der Reinheit kleiner wird. Alle Versuche zur direkten Sichtbarmachung der Korona sind aber bisher vollständig resultatlos geblieben.

Die Versuche von Huggins, auf photographischem Wege Bilder der Korona zu erlangen, beruhen auf der Anwendung des schon erwähnten Prinzips, das photographische Verfahren so zu gestalten, daß ein Maximum in der Empfindlichkeit der Abbildung schwacher Kontraste erreicht wird, wobei gleichzeitig in demselben Sinne die Expositionszeit zu wählen ist. Als photographisches Verfahren hat Huggins den Chlorsilberprozeß gewählt. Die aufgenommenen Bilder zeigen sämtlich eine helle, nach außen abnehmende

Umrandung der Sonne, die zwar für gewöhnlich nichts anderes ist als ein Bild der erhellten Erdatmosphäre; aber bei sehr klarem blauen Himmel hat Huggins auch Bilder erhalten, welche deutliche Anzeichen einer unregelmäßigen Umhüllung und einer koronaähnlichen Struktur zeigen. Um eine direkte Aufklärung hierüber zu gewinnen, hat Huggins bei Gelegenheit der totalen Sonnenfinsternis vom 6. Mai 1883, welche auf den Karolinen beobachtet wurde, in London Aufnahmen gemacht und nach diesen Aufnahmen Zeichnungen anfertigen lassen, bevor die Resultate von den Karolinen bekannt waren. Die spätere Vergleichung zeigte eine entschiedene Ähnlichkeit in der allgemeinen Form, und ganz außer Zweifel wurde die Identität gestellt durch einen eigentümlich geformten Strahl, der auf beiden Aufnahmen zu erkennen war. Es ist somit wohl außer Frage gestellt, daß es Huggins gelungen ist, das Problem zu lösen; aber es ist dabei nicht zu verkennen, daß die erhaltenen Resultate zu einer Förderung des Studiums der Korona bis jetzt nicht beitragen können.

Einen ganz andern Weg hat Hale zur Lösung der Aufgabe eingeschlagen. Da das Licht der Atmosphäre wesentlich nur Sonnenlicht ist, so ist es klar, daß unsere Atmosphäre für Licht von der Wellenlänge irgend einer Fraunhoferschen Linie, welche in der Sonne ihren Ursprung hat, relativ sehr dunkel ist. Mit Hilfe eines Spektroheliographen ist es nun verhältnismäßig sehr leicht, eine solche Linie aus dem übrigen Licht zu isolieren, indem der zweite Spalt genau auf diese Linie gesetzt wird.

Ob diese Methode zum Ziele führen kann, hängt allein wieder davon ab, ob das Licht der Korona zu einem beträchtlichen Teil aus eigenem Licht besteht und nicht nur reflektiertes Sonnenlicht ist; im letzteren Falle würde natürlich die Korona in dem Licht der betreffenden Wellenlänge ebenfalls dunkel sein. Hale hat bei seinen Versuchen die breite dunkle K-Linie benutzt; aber obgleich die Beobachtungen in großen Höhen angestellt wurden, sind sie resultatlos geblieben, was auf eine nur geringe Helligkeit des eigenen Lichts der Korona deutet.

Es sind im Laufe der letzten Jahre zahlreiche weitere Versuche angestellt worden, teilweise unter Benutzung spezieller Strahlungsarten; auch die Gesamtstrahlung hat man mit Hilfe des Bolometers zu messen versucht, alles jedoch ohne praktische Erfolge. Man ist somit beim Studium der Korona noch immer auf die totalen Sonnenfinsternisse angewiesen, und es ist daher nur erklärlich, daß die im folgenden anzugebenden Resultate teilweise nicht genügend sicher begründet sind.

Die Ausdehnung der Korona wechselt in sehr starkem Maße und zwar im Zusammenhange mit der 11 jährigen Periode der Sonnentätigkeit. Während des Maximums der letzteren (Maximum der Sonnenflecken) ist ihre Ausdehnung die größte, während des Minimums die kleinste.

Die Struktur der Korona ist ebenfalls einem schnellen Wechsel unterworfen, doch bleiben die Grundzüge derselben stets die gleichen; augenscheinlich ist die Korona im wesentlichen aus Strahlen zusammengesetzt, und



Fig. 156.

wenn dies auch manchmal und an manchen Stellen nicht deutlich hervortritt, so liegt dies daran, daß die Korona ja kein Flächengebilde ist, sondern ein Raumgebilde, so daß bei der Projektion auf die Fläche zahlreiche Überdeckungen stattfinden, die das Bild ganz verwischen können. Dasselbe gilt für die Ermittelung des Ursprungs der Strahlen, die scheinbar alle vom Sonnenrande ausgehen, deren Anfang in Wirklichkeit aber weit hinter oder vor der scheinbaren Scheibe gelegen sein kann.

Als typische Form der Korona ist Fig. 156 zu betrachten, eine Zeichnung, die nach den Aufnahmen während der totalen Sonnenfinsternis vom 28. Mai 1900 angefertigt ist. An beiden Polen sind verhältnismäßig kurze Strahlen in fächerförmiger Ausbreitung vorhanden; in den abnehmenden Breiten werden die Strahlen länger und biegen sich scharf um, so daß sie dem Äquator nahe parallel laufen. In der Nähe des Äquators sind die Strahlen nur wenig länger als an den Polen, gehen aber ziemlich geradlinig parallel zum Äquator. Der allgemeine Umriß der Korona ist also schwalbenschwanzförmig beiderseitig zum Äquator. Es läßt sich nicht verkennen, daß die größte Ausdehnung der Korona nahe in den Gebieten liegt, wo die Protuberanzen, im Zusammenhange damit auch die Flecken, ihre größte Häufigkeit besitzen, und nach neueren Untersuchungen scheint der Ursprung der Strahlen wesentlich mit Protuberanzen zusammenzufallen, so daß einzelne Astronomen bereits die Strahlen der Korona als direkte Fortsetzungen der Protuberanzen betrachten. Gewisse Abweichungen von dieser typischen Form kommen häufig vor; so sind z. B. einzelne sehr intensive und weit ausgedehnte Strahlen beobachtet worden, die sich, fast geradlinig, tangential vom Sonnenrande erstrecken.

Da die Helligkeit der Korona nach außen hin sehr schnell abnimmt, so ist es nicht möglich, alle Einzelheiten der Struktur auf einer einzigen Aufnahme zu erhalten; wenn die äußeren Teile erscheinen sollen, sind die inneren Partien vollständig überexponiert. Es ist deshalb notwendig, während einer Finsternis mehrere Aufnahmen von verschiedener Expositionszeit, wenn möglich auch mit verschieden lichtstarken Instrumenten, zu machen.

Die folgenden Figuren sind Reproduktionen photographischer Aufnahmen, die ein getreues Bild des verschiedenartigen Aussehens der Korona gewähren.

Fig. 157 stellt die Korona während der Sonnenfinsternis vom 1. Januar 1889 dar, aufgenommen von der Lick-Sternwarte. Bei längerer Expositionszeit würden die dem Äquator parallelen Strahlen in größerer Ausdehnung erschienen sein; die Korona zeigte also zu dieser Zeit den typischen Zustand ohne jede besondere Ausnahme.

In einem recht anormalen Zustand befand sich dagegen die Korona am 27. Juli 1896, wie eine Aufnahme während der Totalität von Kostinsky und Hansky zeigt. (Fig. 158.) Es fallen hier zwei Abweichungen auf: der links gelegene, vom Äquator ausgehende breite Büschel, und vor allem der



Fig. 157.

sich rechts oben ausbreitende, in breiter Basis beginnende und nur wenig zum Äquator geneigte Strahl. Wegen geringer Schärfe der Aufnahme sind die polaren Strahlen nur schlecht zu erkennen, erscheinen jedoch angedeutet.

Tafel IX enthält die Reproduktion einer mit einem Fernrohr von 20 m Brennweite bei der Sonnenfinsternis vom 30. August 1905 von Schorr angefertigten Aufnahme.

Der Zweck der Aufnahme war die Untersuchung der innersten Struktur der Korona, unmittelbar am Sonnenrande. Zur Darstellung ist hier ein Teil des Ostrandes gelangt, an welchem sich gerade eine sehr große und ausgedehnte Protuberanzgruppe befand, die sich noch deutlich von dem

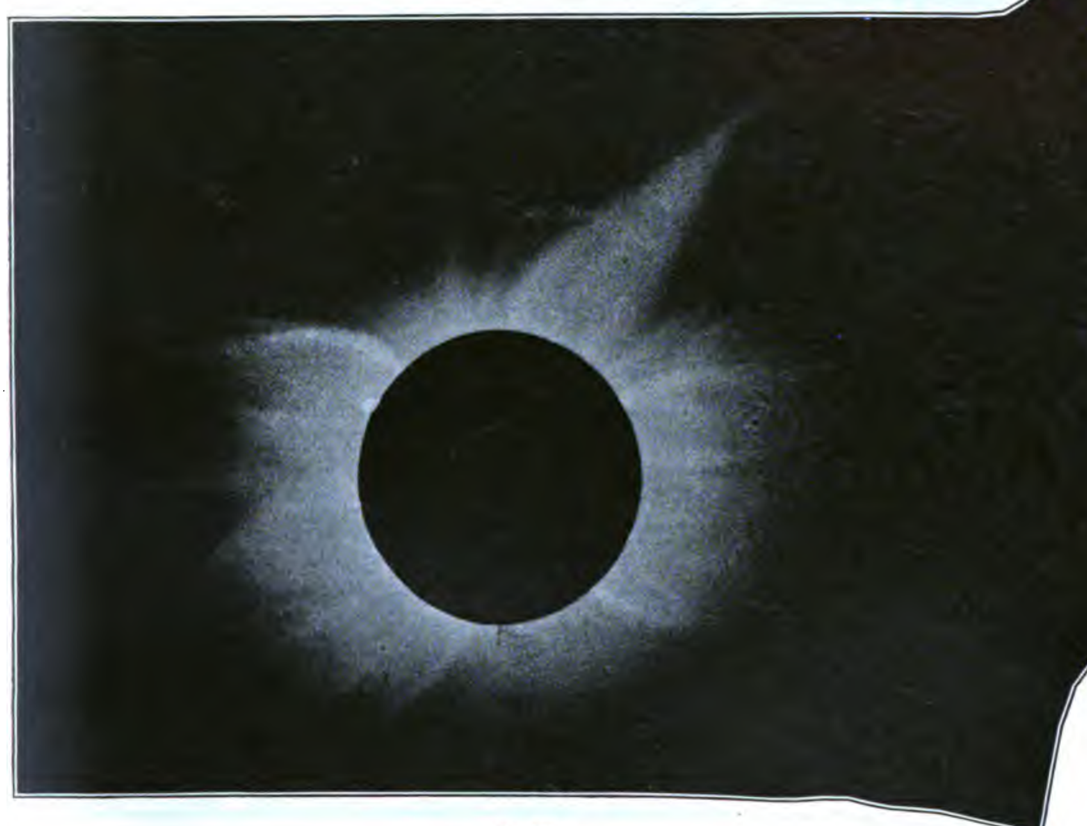


Fig. 158.

bereits etwas überexponierten innersten Teil der Korona abhebt. Die größere Ausdehnung der Korona oberhalb der Protuberanz ist deutlich zu erkennen, auch die streifige und unregelmäßige Struktur, dagegen sind die feineren Einzelheiten auf der Reproduktion nicht mehr wahrzunehmen.

Die beste aller bisherigen Koronaaufnahmen dürfte die auf Tafel X reproduzierte sein, welche Frost bei der Sonnenfinsternis vom 28. Mai 1900 erhalten hat. Auf ihr sind besonders die polaren Strahlen in aller Deutlichkeit zu erkennen.

Die Helligkeit der Korona ist jedenfalls wie ihre Ausdehnung eine sehr wechselnde, und es hält daher schwer, allgemeine Angaben hierüber zu machen. Die Messung selbst innerhalb der kurzen Zeit der Totalität ist an sich naturgemäß recht ungenau, und so weichen denn die verschiedenen Resultate sehr stark von einander ab.

Aus photometrischen Messungen sind die folgenden Helligkeiten des Gesamtlichts der Korona, ausgedrückt in Helligkeiten des Vollmonds, erhalten worden:

Datum	Beobachter	Helligkeit
1870 Dezbr. 22	Roß	25,6
1878 Juli 29	Smith	2,7
1878 „ 29	Harkneß	3,8
1886 Aug. 29	Douglas	1,4
1889 Jan. 1	Leuschner	0,5

Es ist hierzu zu bemerken, daß 1870 ein Sonnenfleckenmaximum vorhanden war, und zwar ein sehr ausgeprägtes; 1878 war ein Minimum; 1886 liegt in der Mitte zwischen einem sehr wenig ausgeprägten Maximum und dem Minimum, und 1889 war ein Minimum. Daß bei der Beobachtung von Roß also eine größere Helligkeit vorhanden war, als bei den anderen Beobachtungen, ist durchaus wahrscheinlich, ob aber in dem durch die Zahl 25,6 angedeuteten außerordentlich hohen Maße, bleibt doch sehr zweifelhaft.

Auch über die Verteilung der Helligkeit innerhalb der Korona sind verschiedene Beobachtungen erhalten worden. Nach Harkneß soll die Abnahme umgekehrt mit dem Quadrat des Abstandes vom Sonnenrande erfolgen; dabei soll unmittelbar am Rande die Flächenhelligkeit 15mal so groß als die des Vollmonds gewesen sein (1878). Langley hat bei derselben Finsternis die Helligkeit bei 1′ Abstand von der Sonne 6mal so groß gefunden als die des Vollmonds, bei 3′ Abstand aber schon 10mal schwächer.

Eine interessante Untersuchung über die in Frage kommenden Helligkeiten ist von Holden und Barnard angestellt worden, und zwar auf Grund photographischer Aufnahmen, die bei drei verschiedenen Finsternissen erhalten worden sind. Die Helligkeitsangaben sind, ausgedrückt in Meterkerzen:

	1886 August	1889 Januar	1889 Dezember
1. Helligkeit der hellsten Teile der Korona	0,031	0,079	0,029
2. Helligkeit der Polarstrahlen	—	0,053	0,016
3. Helligkeit des Himmels bei der Korona	0,001	0,005	0,001
4. Gesamthelligkeit der Korona	37	61	26
5. Gesamthelligkeit des Himmels	52000	185600	33400
6 Verhältnis von 4. zu 5.	1 : 1400	1 : 3040	1 : 1290
7. Verhältnis von 1. zu 5.	1 : 44	1 : 16	1 : 32
8. Helligkeit des Himmels am Tage in 1° Abstand von der Sonne	40	—	—
9. Helligkeit des Vollmonds	1,66	—	—

Das Helligkeitsverhältnis der hellsten Stelle der Korona zur erhellten Erdatmosphäre außerhalb einer Sonnenfinsternis, also von 1. zu 8., ergibt sich hiernach zu 1:500, was die Mißerfolge der Versuche zur Aufnahme der Korona außerhalb der Finsternisse vollkommen erklärt. Was die Helligkeit der Korona in größeren Abständen von der Sonne betrifft, so sind hierüber Messungen von Thorpe bei der Finsternis 1886 August angestellt worden. Hiernach war die Helligkeit in $3^1/_4{}^0$ Abstand etwa 3mal geringer als in $^3/_4{}^0$ Abstand; in letzterem war die Koronahelligkeit etwa 15mal geringer als diejenige des Vollmonds.

Das Licht, welches von glühenden Körpern ausgesendet wird, ist im allgemeinen nicht oder nur sehr schwach polarisiert (siehe S. 30); es ist das sogenannte natürliche Licht, wie es von unseren Leuchtflammen und auch von der Sonne ausgesendet wird. Durch jede Art der Reflexion wird aber natürliches Licht mehr oder weniger stark polarisiert; mithin liefern Polarisationsbeobachtungen einen sicheren Anhalt dafür, ob das Licht eines leuchtenden Objekts eigenes oder reflektiertes ist. Polarisationsbeobachtungen an der Korona sind mithin von besonderer Wichtigkeit in bezug auf die Entscheidung über das Wesen der Korona; sie sind daher auch schon in früheren Jahren angestellt worden und haben unzweifelhaft dargetan, daß das Koronalicht teilweise polarisiert ist, daß also ein Teil desselben aus reflektiertem Sonnenlicht besteht.

Besonders sorgfältige Untersuchungen dieser Art sind bei Gelegenheit der Sonnenfinsternis vom 28. Mai 1900 von seiten der amerikanischen Astronomen angestellt worden.

Die direkten optischen Beobachtungen wurden mit einem Spektroskop erhalten, in welchem eine Savartsche Platte sowie ein Nicolprisma enthalten waren. Geringe Spuren einer Beimengung von polarisiertem Licht zu natürlichem erzeugen dunkle Diagonalbänder im Spektrum; es war zu untersuchen, ob diese Bänder im kontinuierlichen Spektrum der Korona an denjenigen Stellen, wo die hellen Koronalinien auftreten, unterbrochen sind oder nicht; im ersteren, zu erwartenden Falle würde bewiesen, daß das selbständige Licht der Koronagase nicht polarisiert ist. Die Beobachtungen von Wood ergaben, daß das Licht, welches das kontinuierliche Spektrum lieferte, relativ sehr stark polarisiert erschien, nämlich zu 10 % bis 15 %; es muß hiernach ein beträchtlicher Teil des Koronalichts reflektiert sein und zwar von festen Körpern; die Koronalinien zeigten keine Spur von Polarisation.

Um die Polarisation auf photographischem Wege nachzuweisen, wurde von Dorsey folgendes Verfahren eingeschlagen. Hinter das Objektiv einer gewöhnlichen photographischen Kamera wurde ein doppeltbrechendes Prisma eingeschaltet, so daß zwei Bilder der Korona entstehen mußten, die senkrecht zu einander polarisiert sind; in dem einen fehlt in der Verbindungslinie der beiden Bilder alles Licht, welches parallel zu dieser Linie polarisiert ist, in dem andern das senkrecht hierzu polarisierte. Das eine Bild

der Korona muß also in dieser Verbindungslinie eine Abschwächung, das andere eine Verstärkung zeigen. Daß dies nun wirklich der Fall ist, lehrt die nebenstehende Reproduktion einer solchen Doppelaufnahme. (Fig. 159.) Sie zeigt eine starke Polarisation an, und zwar liegt die Polarisationsebene radial zur Sonne. Daß auf dieser Aufnahme die Korona als doppelter Ring erscheint, rührt von dem doppeltbrechenden Prisma her, welches das Bild der Korona in ein schmales Spektrum auszieht, an welchem wesentlich nur die beiden Enden photographisch gewirkt haben, da die Aufnahme auf orthochromatischer Platte erfolgt ist. Auch bei diesen Versuchen ergab sich, daß die Wasserstofflinien des untersten Koronateils (der Chromosphäre) nicht polarisiert sind.

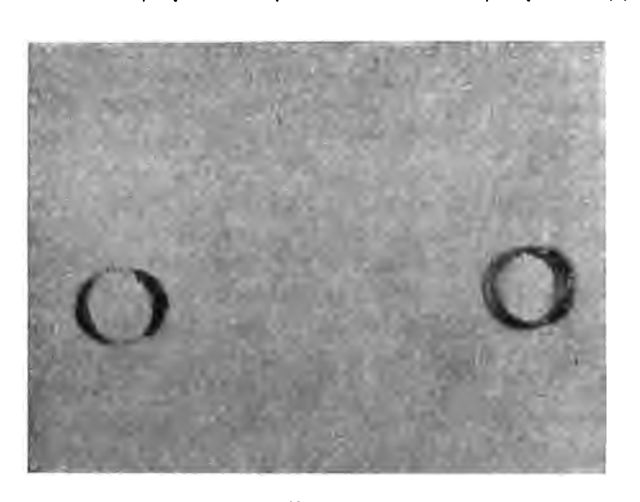


Fig. 159.

Das Spektrum der Korona setzt sich aus drei Teilen zusammen, zunächst einem kontinuierlichen mit dunklen Fraunhoferschen Linien, welches vom Sonnenlicht herrührt, das an festen oder flüssigen Teilen der Korona reflektiert wird, und dessen Existenz außerdem durch die Polarisationsbeobachtungen bestätigt wird. Daß das kontinuierliche Spektrum aber nicht allein durch das reflektierte Sonnenlicht entsteht, beweist der Umstand, daß die Fraunhoferschen Linien sehr schwach erscheinen, daß sie also durch ein anderes, rein kontinuierliches Spektrum aufgehellt sind. Zu dem gleichen Resultate führte eine Beobachtung Deslandres während der Sonnenfinsternis vom 16. April 1893, wonach die brechbareren Teile des kontinuierlichen Koronaspektrums relativ schwächer sein sollen gegenüber den weniger brechbaren beim Sonnenspektrum selbst. Falls diese Beobachtung bestätigt werden sollte, würde sie beweisen, daß ein wesentlicher Teil des Koronalichts von glühenden Körpern geringerer Temperatur als der der Sonne herrührte.

Von dem Linienspektrum der Korona war anfangs nur die im Grün gelegene helle Linie 1474 K (nach der Kirchhoffschen Skala bezeichnet) bekannt. Ihre Wellenlänge ist λ 5303 nach neueren Bestimmungen; es erscheint aber nicht zweifelhaft, daß sie mit der Chromosphärenlinie λ 5317 in Youngs Verzeichnis, deren Häufigkeitszahl zu 100 angegeben ist, zu identifizieren sein wird; es ist anzunehmen, daß die Wellenlänge im Verzeichnis

der Chromosphärenlinien ungenau ist. Sie entspricht nicht einer dunklen Linie des Sonnenspektrums, und ihr Ursprung ist überhaupt unbekannt. Ebenso wie bei den verschiedenen Sonnenfinsternissen sehr starke Unterschiede in der Gestalt und in der Stärke der Korona vorkommen, scheint auch die Intensität dieser und anderer Koronalinien einem starken Wechsel unterworfen zu sein. So hat z. B. Young bei der Sonnenfinsternis im Mai 1900 diese Hauptkoronalinie kaum wahrnehmen können. Außer dieser Linie zeigt das Koronaspektrum u. a. auch die Wasserstoff-, Helium- und Kalziumlinien, so daß eigentlich ein spezifischer Unterschied zwischen Chromosphären- und Koronaspektrum kaum gemacht werden kann. Der Unterschied wird noch geringer, wenn man bedenkt, daß auch die Chromosphäre ein merkliches kontinuierliches Spektrum besitzt, welches nur neben den überaus hellen Chromosphärenlinien stark zurücktritt. Photographiert man das Koronaspektrum bei radial gestelltem Spalt, so nimmt die Breite des kontinuierlichen Spektrums mit zunehmender Lichtschwäche nach Violett immer mehr ab, bis es schließlich fadenförmig verschwindet, also nur noch den tiefsten Stellen der Korona, das ist der Chromosphäre, entspricht. Wegen dieses innigen Zusammenhangs zwischen Chromosphären- und Koronaspektrum ist es schwierig, die eigentlichen Koronalinien von den übrigen zu trennen.

Das folgende Verzeichnis enthält die Koronalinien nach verschiedenen Beobachtern, wobei die helleren Chromosphärenlinien mit inbegriffen sind. Soweit Intensitätsschätzungen vorgenommen wurden, sind sie angegeben.

Korona- und Chromosphärenlinien.

λ	Intensität	Ursprung	λ	Intensität	Ursprung
5875,9	—	Helium (D_3)	4713,3	—	Helium
5535,8	—	Korona	4865,9	8	—
5303,1	—	Korona (1474 K)	4471,8	5	Helium
5183,8	—	Mg	4340,1	7	$H\gamma$
5172,9	—	Mg	4231,2	1	—
5169,5	—	Fe	4101,2	6	$H\delta$
5167,5	—	Mg	4078,1	3	Ca
5117,7	—	Korona	4026,5	4	Helium
5018,9	—	Fe	4006,7	1	—
5015,7	—	Helium	3988,8	2	—
4924,0	—	Fe	3968,6	10	Ca
4921,9	—	Helium	3933,9	10	Ca
4861,5	—	$H\beta$	3889,2	4	$H\varepsilon$

Im äußersten Ultraviolett sind von Deslandres noch folgende Linien der Korona gefunden worden:

λ	Intensität	Ursprung
3236,6	4	Korona
3188,2	4	Korona (Helium)
3170,3	4	Korona
3163,9	3	Korona

Ob alle diese Koronalinien demselben Stoffe angehören wie die Linie im Grün, ist nicht bekannt.

Von unserer sehr wenig ausgedehnten Atmosphäre wissen wir, daß sie

an der Rotation der Erde teilnimmt; es ist eine Frage von großem Interesse, ob dies bei der Sonnenatmosphäre auch stattfindet, resp. bis zu welcher Höhe derselben. Daß in den tieferen Gegenden, in denen sich die Chromosphäre und die Protuberanzen befinden, die Atmosphäre an der Rotation teilnimmt, ist aus den direkten Beobachtungen ersichtlich; inwieweit das aber für die eigentliche Korona gültig ist, bleibt vorläufig noch eine offene Frage. Unter Benutzung des Dopplerschen Prinzips würde man aus etwaigen Verschiebungen der Koronalinien an den verschiedenen Stellen der Korona Schlüsse ziehen können; aber die Untersuchung ist nicht so einfach, da bei der großen Durchsichtigkeit der Korona diejenigen Lichtstrahlen, die man an irgend einer Stelle der Korona beobachtet, teilweise noch von den äußersten Stellen der Korona herrühren, so daß hierdurch eine Verwaschenheit und Verbreiterung der Koronalinien resultieren würde. Nur in dem Falle, daß die Korona wie ein fester Körper rotiert, also mit überall gleicher Winkelgeschwindigkeit, würde die lineare Geschwindigkeit in der Gesichtslinie für den ganzen Durchschnitt durch die Korona dieselbe sein, so daß scharfe Linien auftreten müßten, deren Verschiebung die Winkelgeschwindigkeit für den scheinbaren Abstand der beobachteten Stelle ergeben würde. Deslandres hat bei der Sonnenfinsternis vom 16. April 1893 derartige Messungen an den Kalziumlinien bei einem Abstande von 3′ bis 10′ vom Sonnenrande angestellt und hat als Geschwindigkeitsdifferenz dieser Stellen zwischen Ost- und Westrand den Betrag von 6,8^{km} gefunden. Hiernach nimmt also bis zu diesem Abstande die Sonnenatmosphäre an der Rotation teil, was zwar durchaus plausibel erscheint, aber doch noch der Bestätigung durch andere Beobachtungen bedarf.

Neunzehntes Kapitel.

Die Sonnentheorien.

Die Ansichten, welche im Laufe der Zeiten über die Konstitution der Sonne, entsprechend den jeweiligen allgemeinen physikalischen Kenntnissen und den speziellen Beobachtungsergebnissen an der Sonne selbst, ausgesprochen worden sind, geben ein ungemein anschauliches Bild von der Entwicklung der ursprünglich naturphilosophischen und späteren exakt-wissenschaftlichen Studien. Der gewaltige Aufschwung in der allgemeinen physikalischen Erkenntnis, der zu Mitte des vorigen Jahrhunderts stattfand und charakterisiert ist in theoretischer Beziehung durch das Gesetz von der Erhaltung der Kraft und den Aufbau der mechanischen Wärmetheorie, in praktischer Hinsicht durch die Begründung der Spektralanalyse, spiegelt sich auf das deutlichste in den verschiedenen Sonnentheorien wider. Und so möchten wir gerade in diesem wichtigsten Kapitel der ganzen Astrophysik, welches der Erkenntnis des einzigen uns in detaillierter Weise zugänglichen Fixsterns, unserer Sonne, ge-

widmet ist, den Versuch einer kurzen historischen Darlegung machen. Eine ausführliche Darstellung würde Bände erfordern; denn auf keinem Gebiete der Astronomie ist soviel Material gesammelt und sind soviele Erklärungsversuche gemacht worden, als auf diesem. Leider sind viele dieser Versuche wissenschaftlich von geringer Bedeutung, da ihren Urhebern die notwendige wissenschaftliche Vorbildung gefehlt hat, und auch in den besseren Arbeiten dieser Art sind richtige und scharfsinnige Betrachtungen vermengt mit unhaltbaren und rein subjektiven Theoremen. Es soll deshalb hier mit wenigen Ausnahmen, die besonders charakteristisch erscheinen, von einer Darlegung der zahlreichen Sonnentheorien in ihrem ganzen Umfange abgesehen werden, vielmehr soll nur eine Auswahl einzelner, ausgesuchter Spezialanschauungen gegeben werden; am Schlusse möchten wir versuchen, unserer eigenen Ansicht, wie sie sich an die verschiedenen Theorien anschließt, Ausdruck zu verleihen.

Die Theorien über die physische Beschaffenheit der Sonne, wie sie bis zur Entdeckung der Spektralanalyse aufgestellt waren, konnten sich allein auf den äußeren Augenschein stützen. Es ist aber stets eine sehr mißliche Sache, physikalische Phänomene nur aus ihrem Aussehen ihrer Natur nach erkennen zu wollen, insbesondere zu einer Zeit, als die jetzigen grundlegenden Naturgesetze noch völlig unbekannt waren. So kommt es denn, daß man einerseits einen gewissen Scharfsinn in der Aufstellung der letzten Sonnentheorien dieser Art nicht verkennen kann, daß letztere aber, unmittelbar nach Auffindung neuer Untersuchungsmethoden oder neuer allgemeiner Gesetze, völlig in sich zusammenfallen mußten.

Von den Ansichten der verschiedenen Völker über das Wesen der Sonne sind aus den prähistorischen Zeiten bestimmte Angaben nicht mehr vorhanden; wohl aber kann man aus Überlieferungen schließen, daß die Sonne als Gottheit, zuweilen als oberste Gottheit, betrachtet wurde, während den anderen, weniger hellen Gestirnen untergeordnetere Rollen zufielen. Es kann dies ja auch gar nicht anders sein, da die erste Erkenntnis des denkenden Menschen diejenige seiner völligen Abhängigkeit von der lucerna mundi, wie Kopernikus die Sonne nannte, sein mußte. Diese ersten Ideen haben sich dann später mit anderen vermischt, bis schließlich kompliziertere Götterlehren entstanden, in denen neben den Gestirnen auch direkte Naturerscheinungen auf der Erde der Symbolisierung als Gottheiten verfielen. Am deutlichsten ist dies in der poesievollen Mythologie der Griechen zum Ausdruck gelangt, ebenso aber auch in der rauhen nordischen Göttersage.

Die älteste bestimmte Äußerung über die Sonne dürfte wohl von den Chinesen herrühren, die die Sonne nicht mehr eigentlich als Gottheit betrachteten, wohl aber als etwas unmittelbar von den Göttern Abhängendes, welches, verfolgt von bösen Drachen bei Gelegenheit der Sonnenfinsternisse, stets in größter Gefahr schwebte, verschlungen zu werden. Ähnliche Anschauungen über die Ursache der Sonnenfinsternisse sind auch bei manchen anderen Völkern vorhanden gewesen, und bei diesen wie bei jenen wurde

versucht, durch einen möglichst großen Spektakel das Ungetüm zu verscheuchen und der Sonne zu Hilfe zu kommen. Da jedesmal prompter Erfolg eintrat und die Sonne tatsächlich gerettet wurde, so kann man es dem unwissenden Volke nicht verdenken, wenn es an die Unfehlbarkeit dieses Mittels glaubte. Und liegt nicht noch heutzutage derselbe Grundgedanke mutatis mutandis stellenweise vor? Oder ist es etwas wesentlich anderes, wenn im Jahre 1887 bei Gelegenheit der Sonnenfinsternis im Innern Rußlands die Landbevölkerung betend und Weihrauchfässer schwingend um den Beobachtungsplatz der Astronomen herumzog?

Die erste wissenschaftliche Äußerung über das Wesen der Sonne, freigemacht von der Götterlehre, scheint nach Angabe des Plinius von seiten der ionischen Schule ausgegangen zu sein, der ältesten griechischen Schule, die durch Thales (640—550 v. Chr.) gegründet worden war, und deren hervorragendste Vertreter nach Thales Tode Anaximander (610—547) und Anaximenes (ca. 550) waren. Sie lehrten, daß die Erde eine flache Schale sei, rings umgeben von dem Flusse Okeanos und getragen vom Wasser oder auch im Unendlichen wurzelnd. Der Himmel umspannte als Gewölbe die Erde und bildete den Abschluß des Okeanos nach außen. Außerhalb des Himmelsgewölbes ist überall Feuer, und die Sonne ist weiter nichts als eine Öffnung in dem Gewölbe, durch welche hindurch man das Feuer sieht. Verstopft sich diese Öffnung, so entsteht eine Sonnenfinsternis.

Einen ganz wesentlichen Fortschritt bedeuten nun die Lehren der pythagoräischen Schule. Pythagoras (582—500 v. Chr.) selbst und sein Anhänger Philolaus, ein Zeitgenosse des Sokrates, lehrten gegen Ende des 5. Jahrhunderts v. Chr., daß die Erde eine Kugel sei, die frei im Raume schwebe, auch Sonne und Mond seien Kugeln, allerdings noch an Sphären angeheftet. Die Erde bewegte sich, aber nicht um die Sonne, sondern um ein in der Mitte des ganzen Systems befindliches Zentralfeuer, dem sie immer dieselbe Seite zuwandte. Zu dieser Ansicht war man durch die Erfahrung gelangt, daß es nach Süden immer wärmer wurde, je näher man also dem supponierten Zentralfeuer kam — von der Umkehr der Wärmeverhältnisse nach Überschreitung des Äquators war damals ja noch nichts bekannt —. Die Sonne selbst erglänzte nur im Widerschein des Zentralfeuers. Die pythagoräische Schule nahm übrigens auch noch die Existenz einer Gegenerde an, die man bei weiterem Vordringen nach Süden jenseits des Zentralfeuers sehen werde.

Im völligen Gegensatze zu den Lehren der ionischen Schule waren diejenigen der eleatischen, von Xenophon begründet. Durch die letztere beeinflußt, lehrte Anaxagoras (500—428 v. Chr.), daß die Erde in der Mitte des Weltalls ruhend sei. Die Sonne und die übrigen Sterne seien glühende Steinmassen, die durch den Umschwung des Himmelsgewölbes am Herabfallen verhindert würden. Die Sonne sei weit größer als der Peloponnes, auch der Mond sei so groß, daß Berge und Täler auf ihm existierten, sein Licht erhalte er von der Sonne.

Den größten Einfluß auf die naturwissenschaftlichen Kenntnisse hat bekanntlich Aristoteles (384—322 v. Chr.) bis weit in das Mittelalter hinein ausgeübt. Seine Ansichten über den Himmel und die Gestirne sind die folgenden: Das Himmelsgewölbe hat die Form einer Kugel; denn ein jedes besteht aus demjenigen, in welchem es sich befindet; da nun die Sterne sich in Kreisen bewegen, so müssen sie aus Kreisen gebildet sein. Die von den Gestirnen ausgehende Wärme und das Licht entstehen, indem die Luft durch die Raumbewegung derselben an ihnen in Reibung kommt; denn von Natur aus versetzt die Bewegung sowohl Hölzer als Steine und Eisen in Feuerhitze. Von den Himmelskörpern aber wird ein jeder in seiner Sphäre bewegt, so daß zwar nicht sie selbst in Feuerhitze versetzt werden, wohl aber die Luft, und zwar dort am meisten, woselbst eben die Sonne eingefügt ist.

Wenn auch mancher im Laufe der Jahrhunderte die aristotelische Lehre verlassen haben wird, insbesondere nach dem bahnbrechenden Vorgehen von Kopernikus, finden sich die ersten Andeutungen der nun bis zur Mitte des 19. Jahrhunderts angenommenen Ansichten über die Sonne erst in der Mitte des 15. Jahrhunderts, und zwar in den Schriften des Nicolaus von Cusa, welcher lehrte, daß der Sonnenkörper nur ein erdhafter Kern sei, der von einem Lichtkreise wie von einer feinen Hülle umgeben werde; daß dazwischen sich ein Gemisch von wasserhaltigen Wolken und klarer Luft befinde, gleich unserem Dunstkreise; daß das Vermögen, ein die Vegetation auf der Erde belebendes Licht auszustrahlen, nicht dem erdigen Kerne des Sonnenkörpers, sondern der Lichthülle zugehöre.

Auf die Beobachtung der Sonnenflecken gegründet, folgt dann die Angabe von Dominicus Cassini (etwa 1671), daß die uns sichtbare Sonnenscheibe ein Lichtozean sei, welcher den festen und dunklen Kern der Sonne umgebe; gewaltsame Bewegungen, die in dieser Lichthülle vor sich gingen, ließen uns von Zeit zu Zeit die Berggipfel jenes lichtlosen Sonnenkörpers als die schwarzen Kerne der Sonnenflecken sehen.

Durch die Arbeiten von Wilson, Bode, William Herschel, John Herschel und Arago entwickelte sich hieraus nun eine alle bis dahin bekannten Erscheinungen der Sonnenoberfläche erklärende Theorie, deren Grundzüge in Humboldts Kosmos recht ausführlich dargestellt sind. Hiernach ist der Sonnenkörper selbst ganz dunkel; er ist aber in einer größeren Entfernung von einer Lichthülle umgeben. Durch von unten nach oben gerichtete Strömungen entstehen in dieser Lichthülle trichterförmige Öffnungen, wodurch Teile des dunklen Sonnenkörpers als die schwarzen Kerne der Flecken sichtbar werden.

Zwischen Lichthülle und Sonnenkörper befindet sich nach W. Herschel eine helle Luftatmosphäre, in welcher dunkle oder wenigstens nur durch Reflex schwach erleuchtete Wolken etwa 70 bis 80 geographische Meilen hoch schwimmen, die die starke Bestrahlung der Sonnenoberfläche verhindern. Die Lichthülle selbst entsteht nach demselben Astronomen durch ein

aus der Oberfläche des Sonnenkörpers aufsteigendes elastisches Fluidum unbekannter Natur. Die Dunsthülle wird durch die Öffnungen der Lichthülle ebenfalls sichtbar und liefert die Erscheinung der Penumbra. Außerhalb der Lichthülle befindet sich nun eine dritte Hülle, wolkig und unvollkommen durchscheinend. Dieselbe wird nebst ihren Aufwallungen bei totalen Sonnenfinsternissen sichtbar; die roten Protuberanzen sind durch die Photosphäre erleuchtet und gefärbt.

Bei dem allmählichen Aufbau dieser Herschel-Wilsonschen Theorie haben sicherlich nicht allein physikalische Gründe mitgewirkt. Es ist gewiß nicht als geringstes Verdienst derselben betrachtet worden, daß sie geeignet war, trotz des feurigen Zustandes der Sonne, auch die Existenz lebender Wesen auf ihr als möglich hinzustellen.

Die Begründung der Spektralanalyse versetzte dieser bis zur Mitte des vorigen Jahrhunderts allgemein angenommenen Theorie den Todesstoß; es konnten fortan nur noch Theorien zur Geltung gelangen, die sich auf den Boden der spektralanalytischen Ergebnisse stellten, und die gleichzeitig dem Gesetze von der Erhaltung der Kraft Rechnung trugen.

Die Kirchhoffsche Sonnentheorie (1861). Es ist als selbstverständlich zu betrachten, daß derjenige, der zuerst die Ursache der dunklen Linien im Sonnenspektrum erkannte, diese zunächst auf rein theoretischer Grundlage beruhende Entdeckung auch unmittelbar zur Erklärung der physischen Beschaffenheit der Sonne anwandte. Kirchhoff zog aus seiner Entdeckung und dem Studium des Sonnenspektrums die streng logisch sich ergebenden Folgerungen für die Konstitution der Sonne und schuf dadurch eine Grundlage für jede weitere Sonnentheorie, die unerschütterlich ist, solange der Kirchhoffsche Satz als gültig betrachtet werden muß. Daß seine Theorie in ihren Einzelheiten heute nicht mehr als stichhaltig betrachtet werden kann, liegt an der Tatsache, daß gerade infolge der Kirchhoffschen Entdeckung das Studium der Sonnenphysik einen enormen Aufschwung genommen und der Kreis der Beobachtungstatsachen sich gewaltig erweitert hat.

Die Grundlagen der Kirchhoffschen Theorie sind die folgenden: Das kontinuierliche Spektrum rührt her von einem glühenden festen oder flüssigen Körper, als welcher die Photosphäre zu betrachten ist. Die Photosphäre ist umgeben von einer Schicht von Metalldämpfen, deren Temperatur aber geringer ist als diejenige der Photosphäre selbst, und durch deren Absorption die dunklen Fraunhoferschen Linien entstehen.

In der Atmosphäre der Sonne müssen ähnliche Vorgänge wie in der unsrigen stattfinden; lokale Temperaturerniedrigungen müssen dort wie hier die Veranlassung zur Bildung von Wolken geben; nur werden die Sonnenwolken ihrer chemischen Beschaffenheit nach von den unsrigen verschieden sein. Wenn sich dort eine Wolke gebildet hat, so werden alle über derselben liegenden Teile der Atmosphäre abgekühlt werden, weil ihnen ein Teil der Wärmestrahlen, welche der glühende Körper der Sonne ihnen vorher zusendete, durch die Wolke entzogen wird. Diese Abkühlung wird

um so bedeutender sein, je dichter und größer die Wolke ist, und dabei erheblicher für diejenigen Punkte, die nahe über der Wolke liegen, als für die höheren. Eine Folge davon muß sein, daß die Wolke mit beschleunigter Geschwindigkeit von oben her anwächst und kälter wird. Ihre Temperatur sinkt unter die Glühhitze; sie wird undurchsichtig und bildet den Kern eines Sonnenflecks. Aber auch noch in beträchtlicher Höhe über dieser Wolke findet Temperaturerniedrigung statt; sind hier irgendwo durch die Tiefe der schon herrschenden Temperatur oder durch das Zusammentreffen zweier Luftströme die Dämpfe ihrem Kondensationspunkt nahe gebracht, so wird diese Temperaturerniedrigung die Bildung einer zweiten Wolke bewirken, die weniger dicht als jene, weil in der Höhe der geringeren Temperatur wegen die Dichte der vorhandenen Dämpfe kleiner ist als in der Tiefe, und die, teilweise durchsichtig, den Halbschatten bildet, wenn sie eine hinreichende Ausdehnung gewonnen hat. Nähert sich ein so beschaffener Fleck dem Sonnenrande, so muß infolge der perspektivischen Verschiebung das Wilsonsche Phänomen eintreten.

Bei den Beschreibungen der Sonnenflecken wird Gewicht darauf gelegt, daß der Kern scharf begrenzt erscheint und der Halbschatten da, wo er den Kern berührt, eine größere Helligkeit als in der Nähe seiner äußeren Grenze zeigt. — Die letztere Erscheinung ist übrigens keineswegs reell, sondern nur eine Kontrastwirkung. — Es ist das eine Folge davon, daß die obere Wolke in ihrer Mitte sehr dünn und ihre Masse hauptsächlich an den Rändern angehäuft ist. Die Abkühlung, die über der Wolke dadurch eintritt, daß diese die Strahlen des Sonnenkörpers teilweise abhält, bewirkt hier einen niedersteigenden Luftstrom. Die Luft, die dadurch aus größeren Höhen der Atmosphäre fortgeführt wird, muß ersetzt werden, und es geschieht das durch einen aufsteigenden Luftstrom, der rings um die Wolke sich bildet. In der Wolke selbst werden diese beiden Ströme ineinander übergehen, so daß sie das Bett horizontaler Strömungen wird, die in ihr von innen nach außen verlaufen. Diese Strömungen, die — weil die Temperaturdifferenzen, durch welche sie hervorgebracht werden, Tausende von Graden betragen können — die stärksten irdischen Orkane wohl unendlich übertreffen, müssen die Wolkenmassen mit sich fortreißen und so die Wolke in der Mitte dünner machen, am Rande verdicken. Hierauf deutet auch die radiale Streifung des Halbschattens.

Die Tatsache, daß die Sonnenflecken wesentlich nur in zwei eng begrenzten Zonen zu beiden Seiten des Äquators auftreten, sucht Kirchhoff auf Grund der — später nicht bestätigten — Secchischen Behauptung zu erklären, daß die Temperatur der Sonne am Äquator höher sei als an den Polen. Ist das der Fall, so muß an der Oberfläche des Sonnenkörpers die Atmosphäre von den Polen nach dem Äquator strömen, hier sich erheben und in der Höhe nach den Polen zurückfließen. Wie auf der Erde wird der Äquatorialstrom in gewisser Entfernung vom Äquator sich senken und mit dem ihm entgegenkommenden Polarstrom zusammentreffen.

An diesen Stellen werden sich Wolken bilden, die dem Beobachter als Flecken erscheinen.

In betreff der Sonnenfackeln hat Kirchhoff folgende Ansicht. Die Beobachtung, daß Fackeln und Flecken sich oft in der Nähe von einander zeigen, hat nichts Auffallendes; es können die Fackeln zur Bildung von Wolken in ihrer Nähe Veranlassung geben dadurch, daß sie Temperaturverschiedenheiten und infolge davon Strömungen in der Atmosphäre erregen, durch welche Schichten von verschiedener Zusammensetzung und verschiedener Temperatur in Berührung kommen. Auf der anderen Seite ist es auch denkbar, daß die Wolken die Bildung von Fackeln begünstigen, indem sie als schützende Decke die Ausstrahlung der darunter liegenden Teile der Oberfläche des Sonnenkörpers schwächen und so bewirken, daß die fortwährend aus dem Innern zuströmende Wärme eine Temperaturerhöhung hervorbringt.

Kirchhoff nimmt an, daß die Photosphäre tatsächlich die Oberfläche des glühend-flüssigen Sonnenkerns sei, die durch die starken Strömungen in der Sonnenatmosphäre in ständiger Wellenbewegung gehalten wird, ähnlich wie bei unseren Meeren. Auf die Bemerkung Aragos hin, daß bei allen festen oder flüssigen Körpern sehr schräg austretendes Licht teilweise polarisiert sei, daß sich aber am Sonnenrande keine Spur von Polarisation zeige, erwidert Kirchhoff, daß infolge der starken Wellenbewegung die Verschiedenheit der Richtungen der Flächenelemente, deren Strahlen für unser Auge verschmelzen, sehr nahe den Zustand des nichtpolarisierten Lichts herbeiführen werde. Arago hat selbst angegeben, daß unsere Leuchtflammen, bei denen doch auch feste Körperchen leuchten, ebenfalls keine Spur einer Polarisation zeigen; Kirchhoff macht deshalb darauf aufmerksam, daß man aus der Aragoschen Beobachtung höchstens darauf geführt werden könne, daß zwischen dem zusammenhängenden Kerne der Sonne und ihrer Atmosphäre eine Nebelschicht lagere, die so dicht sei, daß die Strahlen des weißglühenden Kerns sie nicht durchdringen könnten, und die sich gleichfalls in der Weißglut befinde. Die Annahme einer solchen Nebelschicht schien ihm aber wegen der bereits oben angegebenen Gründe nicht nötig.

Wenngleich Kirchhoff also schon die Ansicht von der Konstitution der Photosphäre, die jetzt fast allgemein angenommen ist, ausgesprochen hat, so hat er sich doch von der viele Jahrhunderte alten Ansicht der Existenz eines feurig-flüssigen Sonnenballs von der ungefähren Ausdehnung der scheinbaren Sonnenscheibe nicht frei machen können. Es ist dies um so auffallender, als doch damals bereits genügende Kenntnisse vorlagen, nach denen diese Ansicht als eine höchst unwahrscheinliche zu bekämpfen war. Zunächst ist es a priori anzunehmen, daß in einem glühend-flüssigen Balle die spezifisch schweren Stoffe sich mehr in der Tiefe befinden, wie dies ja bei unserer Erde der Fall ist, deren mittlere Dichtigkeit wesentlich größer ist als ihre Oberflächendichtigkeit. Nun beträgt die mittlere Dichtigkeit der Sonne, wenn man als ihre Begrenzung die Photosphäre annimmt, nur 1,4; aus welchen Stoffen soll man sich dann die feurig-flüssige Oberfläche zu-

sammengesetzt denken, selbst wenn die Dichtigkeit der Sonne eine gleichförmige wäre? Diese Überlegung genügt schon allein, um zu erkennen, daß die Photosphäre nicht als die Begrenzungsschicht eines feurigflüssigen Kerns betrachtet werden kann; will man einen solchen überhaupt als existierend annehmen, so muß dessen Durchmesser ein wesentlich kleinerer sein. In diesem Punkt ist die Kirchhoffsche Theorie als verfehlt zu betrachten, wenngleich sie im übrigen einen gewaltigen Fortschritt gegenüber den früheren Ansichten bedeutet.

Die Zöllnersche Sonnentheorie (1869–1873). Die Zöllnersche Sonnentheorie bewegt sich vollständig auf dem Boden der Kirchhoffschen, so daß sie als ein detaillierter Ausbau derselben zu betrachten ist. Auch sie nimmt die Photosphäre als ungefähre Begrenzung des feurig-flüssigen Sonnenkerns an, ist daher in einer ihrer Hauptgrundlagen verfehlt, und doch soll hier eine Darstellung derselben gegeben werden, da sie in bezug auf Konsequenz und logische Schlußfolgerung als Muster hinzustellen ist und in der historischen Entwicklung der Sonnentheorien als Merkstein und zugleich als Abschluß derjenigen Theorien, welche noch mit einem feurigflüssigen Sonnenkern operieren, angesehen werden muß. Außerdem sind in der Zöllnerschen Theorie eine Menge von Schlüssen und Bemerkungen enthalten, die auch heute noch ihre volle Gültigkeit besitzen.

Als Ausgangspunkt nimmt Zöllner den von Kirchhoff aufgestellten Satz an: „Bei der Sonnenatmosphäre sind es Schichten, die in gewisser Höhe über der Oberfläche des Kerns sich befinden, die das meiste zur Bildung der dunklen Linien des Spektrums beitragen; die untersten Schichten nämlich, die nahe dieselbe Temperatur wie der Kern besitzen, verändern das Licht wenig, da sie jedem Lichtstrahle den Verlust an Intensität, den sie durch Absorption herbeiführen, durch ihr eigenes Glühen nahe ersetzen.“ Die nächste Folgerung, die Zöllner hieraus zieht, besteht darin, daß die über der glühend-flüssigen Oberfläche befindliche Atmosphäre in ihren unteren Schichten im allgemeinen mit einer Nebel- und Wolkendecke erfüllt ist, welche in einer gewissen Höhe über dem glühend-flüssigen Meere schwebt. Auf diese Wolken hat man die Kirchhoffsche Bemerkung zu beziehen, und daraus ergibt sich 1., daß die Wolken in den tieferen Schichten sehr schwer wahrnehmbare Gebilde sein müssen, und 2., daß die Annahme wolkenartiger Verdichtungsprodukte und der Nachweis ihrer Entstehung zur Erklärung der Sonnenflecken und ihrer geringen Helligkeit allein nicht ausreichend ist; es muß gleichzeitig eine Ursache nachgewiesen werden, durch welche eine dauernde Temperaturerniedrigung stattfindet, so daß sich die betreffende Stelle durch Verminderung des Emissionsvermögens für Licht und Wärme wochen- und monatelang als dunkler Fleck von seiner Umgebung unterscheidet.

Da Zöllner die Flecken als Abkühlungsprodukte betrachtet, so muß zuerst untersucht werden, wodurch die Temperaturerniedrigung an der Stelle eines Flecks verursacht wird. Es kann dies geschehen durch Wärmeabgabe 1. durch Leitung an einen kühleren Körper, 2. durch Ausstrahlung. Da

nun die äußeren Schichten der Atmosphäre die kühleren sind, so könnte eine Berührung mit einem kalten Körper nur durch absteigende Ströme erfolgen, was aber sehr unwahrscheinlich ist, da beim Absteigen eines Stromes durch Kompression eine Temperaturerhöhung dieses Stromes stattfindet, so daß nur eine geringe Abkühlung und damit Kontrastwirkung entstehen kann. Es bleibt nur die Annahme einer Abkühlung durch Ausstrahlung übrig, und es ist daher nur nachzuweisen 1., durch welche in dem unterhalb des Niveaus der leuchtenden Wolkenschicht gelegenen Teil der Sonne an einer bestimmten Stelle eine stärkere Wärmeausstrahlung stattfinden kann als an anderen Stellen, und 2., durch welche Ursache die so erzeugte Temperaturerniedrigung und folglich alle durch sie bedingten Erscheinungen längere Zeit hindurch lokalisiert bleiben können.

Die Beantwortung des ersten Punktes gibt Zöllner folgendermaßen: Die Beschaffenheit der Sonnenatmosphäre muß die Intensität der Wärmestrahlung der von ihr eingehüllten Sonnenoberfläche in ähnlicher Weise beeinflussen, wie die Beschaffenheit der irdischen Atmosphäre die Wärmeausstrahlung der Erdoberfläche. Ist nämlich die Atmosphäre unserer Erde ruhig und wolkenfrei, so ist die durch nächtliche Ausstrahlung erzeugte Temperaturerniedrigung am stärksten, und als Resultat dieser Ausstrahlung bilden sich je nach der Temperatur Tau oder Reif. Analoges muß auf der Sonne stattfinden.

Wenn aber die leuchtende Wolkendecke der Sonne infolge der angegebenen Bedingungen an einzelnen Stellen sich lichtet und so den Blick auf die tiefer gelegenen Schichten der Atmosphäre oder auf die Oberfläche des glühend-flüssigen Kerns gestattet, so darf man nicht erwarten, daß dieses Phänomen sich unmittelbar auch optisch für unsere Wahrnehmung in auffallender Weise bemerklich machen wird, etwa wie die Aufhellung der Wolkendecke eines von der Sonne beleuchteten Planeten, weil eben hier nach der oben zitierten Bemerkung Kirchhoffs nur geringe Intensitätsunterschiede auftreten können.

Mit Berücksichtigung der Lichtabsorption in der Sonnenatmosphäre selber und des Einflusses, den die verschiedene Tiefe der darin befindlichen leuchtenden Objekte unter sonst gleichen Umständen auf ihre Helligkeit äußern muß, ist es sogar nicht einmal möglich, a priori den Sinn der Helligkeitsänderung zu bestimmen, welcher bei einer solchen Aufhellung in der Sonnenatmosphäre eintritt. Denn die größere Helligkeit der tiefer gelegenen und deshalb heißeren Objekte könnte durch jene Absorption kompensiert oder sogar vermindert werden. — Bei dieser Gelegenheit weist Zöllner darauf hin, daß öfter hellere Stellen (Fackeln) an denjenigen Orten der Sonnenoberfläche beobachtet zu werden scheinen, wo einige Tage später die Entwicklung eines Flecks stattfindet. Sonst schenkte Zöllner den Fackeln keine weitere Beachtung.

Die zweite Frage, wie es möglich ist, daß die lokale Temperaturerniedrigung so lange Zeit andauern kann, beantwortet Zöllner durch die

Annahme, daß die Fleckenkerne feste, schlackenartige Massen seien. Um dies wahrscheinlich zu machen, weist er auf das Verhalten dreier heißer Kugeln hin, die sich von einander in nichts als durch ihren Aggregatzustand unterscheiden sollen. Bei allen dreien soll an einer gleich großen Stelle eine gleiche lokale Temperaturerniedrigung erzeugt sein. Dann würde offenbar bei der festen Kugel die Temperaturdifferenz am längsten zu ihrer Ausgleichung brauchen, weil bei ihr dieselbe nur durch Leitung vor sich gehen kann, während bei den beiden anderen auch noch die Ausgleichung durch Strömungen hinzutritt. Danach sei also auch für die Sonnenflecken der feste Aggregatzustand der wahrscheinlichste.

Das sind die Grundzüge der Zöllnerschen Sonnentheorie, die er selber noch kurz in folgenden Sätzen präzisiert: „Die Sonne ist ein glühend-flüssiger Körper, umgeben von einer glühenden Atmosphäre; in der letzteren schwebt eine fortdauernd sich erneuernde Decke von leuchtenden kumulusartigen Wolkengebilden in einem gewissen Abstande von der glühend-flüssigen Oberfläche. An solchen Stellen, wo die Wolkendecke sich vermindert oder auflöst, entstehen durch kräftige Ausstrahlung auf der glühend-flüssigen Oberfläche schlackenartige Abkühlungsprodukte. Dieselben liegen folglich tiefer als das allgemeine Niveau der leuchtenden Wolkendecke und bilden die Kerne der Sonnenflecken. Neben diesen abgekühlten Stellen entstehen absteigende Luftströme, welche um die Küsten der Schlackeninseln eine Zirkulation einleiten, der die Penumbra ihren Ursprung verdankt. Die innerhalb dieses Zirkulationsgebiets gebildeten wolkenartigen Abkühlungsprodukte werden hinsichtlich ihrer Gestalt und Temperatur durch die Natur der strömenden Bewegung bestimmt. Sie müssen uns daher infolge ihrer Temperaturerniedrigung weniger leuchtend als die übrige Wolkendecke der Sonnenoberfläche und trichterartig vertieft durch ihre abstürzenden Bewegungen über dem Fleck erscheinen."

Zöllner hat nun weiter den Versuch gemacht, die Periodizität der Sonnenfleckenhäufigkeit zu erklären. Die erste Ursache eines Flecks ist auffallende Ruhe und Klarheit der Sonnenatmosphäre an der betreffenden Stelle. Ist der Fleck entstanden, so gibt er selbst Veranlassung zu starken Bewegungen der Sonnenatmosphäre; er zerstört also selbst die Bedingungen, die zu seiner Entstehung und Erhaltung notwendig waren; er gibt demnach selbst den Anstoß zu seiner Vernichtung; deshalb ist jeder Fleck nur als ein Intermittenzphänomen zu betrachten. Die atmosphärischen Bewegungen werden nun nicht streng auf das Fleckengebiet beschränkt sein, sondern sie werden sich viel weiter nach außen hin erstrecken, folglich die Umgebung des Flecks ungeeignet zur Bildung neuer Flecken machen, d. h. ein Sonnenfleck übt innerhalb einer gewissen, von seiner Größe abhängigen Entfernung eine derartige Wirkung auf seine Umgebung aus, daß innerhalb dieses Bezirks die *fernere* Bildung von Flecken verhindert oder erschwert wird. In umgekehrter Richtung wirkt aber der Umstand, daß die zur Fleckenbildung vorher erforderliche Ruhe der Atmosphäre sich auch sicherlich über

ein größeres Gebiet erstreckt haben wird, als durch den späteren Fleck angedeutet wird; innerhalb dieses Bezirks liegt also die Tendenz zur gleichzeitigen Entstehung mehrerer Flecken vor, und hierin läßt sich die häufig beobachtete Tendenz zur Gruppenbildung von Flecken erklären. Innerhalb einer gewissen Ausdehnung begünstigen sich also in der Sonnenatmosphäre gleichartige Zustände, während ungleichartige sich hemmen oder ausschließen, und hieraus folgt die Tendenz zur Koexistenz gleichartiger Zustände.

Solange diese Tendenz nur auf verhältnismäßig geringe Entfernungen von den betreffenden Stellen beschränkt bleibt, muß jede einzelne Fleckengruppe als eine vollkommen isolierte, von anderen Gruppen getrennte Erscheinung angesehen werden, deren Ort, Entstehung und Dauer gegenüber anderen Flecken durch relativ zufällige Umstände bedingt sind. Unter dieser Voraussetzung muß daher die durchschnittliche Zahl und Größe der gleichzeitig auf der ganzen Sonnenoberfläche vorhandenen Flecken, nach Analogie eines meteorologischen oder statistischen Mittels, eine Konstante sein, welche wie alle derartigen Konstanten durchschnittlich nur als ein besonderer Ausdruck für die innerhalb gewisser Grenzen als konstant wirkenden mittleren Zustände der betrachteten Aggregate von Einzelerscheinungen aufzufassen ist. Bei Ausschluß extrasolarer Einflüsse sind dann im wesentlichen nur zwei Ursachen denkbar, durch welche sich jene Fleckenkonstante in eine mit der Zeit veränderliche Größe verwandeln kann, nämlich 1. Änderung der mittleren Temperatur der Sonne und 2. eine gegenseitige Abhängigkeit der einzelnen Flecken bezüglich ihrer Entstehung, Dauer und Größe.

In betreff der ersten Ursache ist ohne weiteres klar, daß, wenn die Sonnenflecken Abkühlungsprodukte sind, ihre durchschnittliche Zahl und Größe ein bestimmter Ausdruck für das Abkühlungsstadium der Sonne sein muß, da alle anderen Eigenschaften der letzteren — ihre Masse und relative Quantität der chemischen Bestandteile — unverändert bleiben. Mit Abnahme der Temperatur würde dann die durchschnittliche Menge der Abkühlungsprodukte kontinuierlich bis zur Verdunkelung der ganzen Sonnenoberfläche wachsen, im entgegengesetzten Falle bis zum Verschwinden der Flecken abnehmen müssen.

Besteht aber die zweite Ursache, wie sie auch beschaffen sein möge, so hebt sie das Zufällige der Fleckenerscheinung auf, und damit muß die Fleckenkonstante, die eben nur bei rein zufälliger Entstehungsursache der Flecken als eine Konstante betrachtet werden konnte, in eine von der Zeit abhängige Größe übergehen. Nimmt man nun die durch die Ab- oder Zunahme der Temperatur bedingte Ab- oder Zunahme der Fleckenerscheinung als für die Beobachtungszeiträume verschwindend an, so bleibt als Abhängigkeit von der Zeit nur noch eine oszillierende Funktion übrig. Sind während längerer Zeiträume die Ursachen der oszillierenden Funktion konstant, so muß dieselbe naturgemäß während dieser Zeiträume als eine periodische Funktion der Zeit betrachtet werden, wie dies die Fleckenerscheinung ist.

Der Umstand nun, daß sich während der Zeit der Fleckenmaxima auf der ganzen Sonnenoberfläche Umwälzungen vollziehen, die sich auch auf die Fackeln erstrecken, läßt darauf schließen, daß sich die oben angedeutete Wirkungssphäre der Flecken über die ganze Oberfläche ausdehnt; die einzelnen Flecken sind also nicht lokaler Natur, sondern verdanken allgemeinen Ursachen ihre Entstehung. Die Tendenz zur Koexistenz gleichartiger Zustände erstreckt sich also auf die ganze Oberfläche. Es würde unter dieser Voraussetzung der Übergang von einem Maximum zu einem Minimum nichts anderes als ein großer, in der ganzen Sonnenatmosphäre gleichzeitig stattfindender Ausgleichungsprozeß von Druck- und Temperaturdifferenzen sein, die sich nach eingetretener Ruhe und Klarheit der Atmosphäre infolge der hierdurch begünstigten Ausstrahlung von neuem erzeugen und so die Wiederholung des ganzen Prozesses bedingen. Sind die bedingenden Ursachen hierfür nahe konstant, so muß auch die Periodendauer nahe konstant sein.

Die räumliche Verteilung der Sonnenflecken, ihre typische Beschränkung auf zwei zu beiden Seiten des Äquators gelegene Zonen erklärt Zöllner folgendermaßen. Die Atmosphäre der Sonne wird durch Strahlung und Leitung von unten her erhitzt, während die oberen Schichten ihre Wärme durch Strahlung abgeben. Die durch Leitung übertragene Wärme bedingt, daß die unteren Schichten wesentlich wärmer sein müssen als die oberen, mithin sind sie leichter. Bei einer vollkommen in Ruhe befindlichen Kugel und Atmosphäre würde also labiles Gleichgewicht vorhanden sein; die geringste Störung in demselben würde aber bedingen, daß die untere Luft an einer Stelle aufsteigt, wodurch alsdann eine Zirkulation eingeleitet würde. Durch die Rotation der Sonne ist nun die Gravitation an der Oberfläche eine Funktion der heliozentrischen Breite, am Äquator ist sie ein Minimum, und es muß demnach wesentlich hier ein Aufsteigen der erwärmten unteren Schichten stattfinden. Diese Bewegungen üben nun eine Rückwirkung auf die Temperaturverteilung der Kugeloberfläche aus. In den höheren Breiten sinken die zu beiden Seiten des Äquators abfließenden oberen Ströme herab, nachdem sie auf diesem Wege einen Teil ihrer Wärme durch Strahlung verloren haben, welcher ihnen auf ihrem unteren Wege zum Äquator bei Berührung mit der heißen Sonnenoberfläche durch Leitung mitgeteilt wurde. Die polaren Regionen der rotierenden Kugel werden folglich stets von kühleren Teilen der strömenden Flüssigkeitsmassen bespült als die Äquatorialzonen; hierdurch muß die Temperatur der Äquatorialzonen erhöht, die der Polarzonen erniedrigt werden.

Es können nun durch diese Strömungen Temperaturerniedrigungen, die mit Kondensation verbunden sind, in der Atmosphäre entstehen, und zwar einerseits durch den aufsteigenden Luftstrom am Äquator, andererseits durch die Mischung der äquatorialen und polaren Strömungen in den höheren Breiten. Im ersteren Falle werden die aufsteigenden Luftmassen dem Einflusse der Wärmeleitung an der Oberfläche entzogen und erleiden außerdem

durch ihre Ausdehnung beim Emporsteigen eine Abkühlung, die Kondensation bedingt.

Diese vermehrten Wolkenbildungen brauchen nicht sichtbar zu werden, da sie ja immer noch eine sehr hohe Temperatur besitzen. Wir haben folglich in der Äquatorialzone und in den höheren Breiten Gebiete vorwiegender atmosphärischer Trübungen, wogegen zwischen beiden Gebieten, analog den irdischen Passatzonen, die Orte relativer Klarheit liegen, das sind aber eben die Stellen, welche zur Fleckenbildung am meisten geeignet sind.

Die Protuberanzen betrachtet Zöllner als gewaltige Wasserstofferuptionen aus dem Innern der Sonne durch die flüssige Oberfläche hindurch; er sieht dieselben daher auch als die Quelle lokaler Gleichgewichtsstörungen in der Sonnenatmosphäre an.

Die Tatsache, daß die Sonne nicht wie ein fester Körper rotiert, sondern daß ihre Winkelgeschwindigkeit vom Äquator nach den Polen zu immer mehr abnimmt, sucht Zöllner als das Resultat einer mechanischen Reaktionswirkung der atmosphärischen Strömungen auf die flüssige Sonnenoberfläche zu erklären. Diese mathematische Untersuchung hat natürlich nur Bedeutung unter der Annahme einer flüssigen Sonnenoberfläche; sie hat daher heute nur noch wenig Interesse und soll nur kurz angedeutet werden. Nach einigen vorbereitenden Untersuchungen löst Zöllner die folgende Aufgabe, die seinen Anschauungen über die Zustände auf der Sonne entspricht: Die Oberfläche einer festen rotierenden Kugel sei gleichförmig mit einer im Vergleich zu ihren Dimensionen sehr dünnen Schicht einer tropfbar flüssigen Masse bedeckt, deren Teilchen nur in den Ebenen der Parallelkreise mit einer gewissen Reibung verschiebbar sind. Über dieser Schicht strömt von den Polen zum Äquator eine Gasmasse, welche vermöge ihrer Reibung mit der Flüssigkeitsschicht in Verbindung steht. Es soll die Rotationsgeschwindigkeit eines Teilchens dieser letzteren Schicht als Funktion seiner Breite ermittelt werden.

Die Lösung dieser Aufgabe in ihrer speziellen Anwendung auf die Sonne ergibt, daß mit Ausnahme der Polarregionen, in denen die atmosphärischen Strömungen ihren Ursprung haben, auf der ganzen Sonnenoberfläche östliche Winde wehen, deren Geschwindigkeit mit abnehmender Breite stetig wächst und am Äquator ein Maximum erreicht. Demnach sind die Strömungen an der glühend-flüssigen Oberfläche dem inneren, normal rotierenden Kerne gegenüber im allgemeinen von Osten nach Westen gerichtet; das Rotationsgesetz ist also nur eine Folge der Verzögerung oder Hemmung, welche die Rotationsbewegung der oberflächlichen Schichten der rotierenden Kugel an den Polarströmungen der Atmosphäre erleidet.

Die Secchische Sonnentheorie (1877). Secchi hat sich als einer der ersten von der Annahme einer feurig-flüssigen Sonnenoberfläche freigemacht; er betrachtet die Sonne im wesentlichen als einen Gasball mit nach außen abnehmender Dichtigkeit und die Photosphäre nur als

eine spezielle Schicht dieses Gasballes oder der Sonnenatmosphäre. Seine Ansichten sind im Gegensatze zu Kirchhoff und Zöllner auf außerordentlich zahlreiche eigene Beobachtungen gegründet und verdienen schon allein deshalb auch heute noch Beachtung. Und wenn auch manche seiner Schlüsse nicht mehr haltbar sind, so repräsentiert seine Theorie in ihren wesentlichsten Teilen die Ansichten der Mehrzahl der jetzigen Astrophysiker. In manchen Einzelheiten hat Secchi seine Ansichten im Laufe der Zeit geändert, so daß ein einheitliches Bild derselben kaum zu geben ist; wir wollen hier seinen Darlegungen folgen, wie er sie um das Jahr 1877 für die Populäre Astronomie von Newcomb ausgesprochen hat.

Die Sonne ist ein leuchtender Körper von enormer Temperatur, in welchem die unseren Chemikern und Physikern bekannten Substanzen, sowie einige andere noch unbekannte sich in einem dampfförmigen Zustande befinden, zu einem solchen Grade erhitzt, daß das Spektrum des Dampfes kontinuierlich ist, entweder infolge des Druckes oder infolge seiner hohen Temperatur. Diese leuchtende glühende Masse ist es, welche die Photosphäre bildet. (Secchi nimmt also hier als Ursache der hohen Strahlungsfähigkeit der Photosphäre die von Frankland aufgestellte Hypothese an, während er in der vorstehenden Darstellung ausdrücklich die Photosphäre als neblig annimmt, d. h. also das Leuchten auf glühende flüssige oder feste Partikel zurückführt.) Ihre Grenze ist bestimmt, wie im Falle glühender Gase im allgemeinen, durch die Temperatur, auf welche die äußere Schicht durch ihre Strahlung in den freien Weltraum reduziert wird, wie zugleich durch die von dem Körper ausgeübte Schwerkraft. Die Photosphäre stellt sich dar als zusammengesetzt aus kleinen glänzenden Granulationen, die durch ein dunkles Netzwerk von einander getrennt sind. Diese Granulationen werden von den Spitzen der Flammen gebildet, welche sich über die untere absorbierende Schicht erheben; letztere bildet, wie wir bald genauer sehen werden, das erwähnte Netzwerk.

Über der Photosphärenschicht liegt eine Atmosphäre von sehr verwickelter Beschaffenheit. Auf ihrem Grunde befinden sich die schweren metallischen Dämpfe von einer Temperatur, welche, als von geringerem Grade, nicht länger die Ausstrahlung von Licht mit kontinuierlichem Spektrum zuläßt, obschon sie genügt, direkt Spektra mit glänzenden Linien zu geben, die während totaler Sonnenfinsternisse am Sonnenrande wahrgenommen werden können. Diese Schicht ist außerordentlich schmal, indem sie nur eine Tiefe von 1″ bis 2″ hat. Gemäß dem von Kirchhoff aufgestellten Gesetz absorbieren jene Dämpfe die Spektralstrahlen vom Licht der Photosphäre und verursachen so die Unterbrechungen, die man als die dunklen Fraunhoferschen Linien kennt. Die Dämpfe sind mit einer enormen Quantität Wasserstoffgas gemischt. Dieses Gas ist in solcher Menge vorhanden, daß es sich beträchtlich über die andere Schicht erhebt und eine zu einer Höhe von 10″ bis 16″ und mehr ansteigende Hülle bildet, welche das ausmacht, was wir die Chromosphäre nennen. Dieses Wasserstoffgas ist

stets gemischt mit einer anderen, vorläufig Helium genannten Substanz, welche die gelbe Linie D_3 des Spektrums der Protuberanzen bildet, und mit einer zweiten, noch dünneren Substanz, welche die grüne Linie 1474K gibt. Diese letztere Substanz steigt zu weit größerer Höhe als der Wasserstoff an; aber sie ist im Sonnenspektrum nicht so leicht sichtbar wie dieser. Wahrscheinlich gibt es in der Sonnenatmosphäre auch noch eine andere, noch nicht sicher bestimmte Substanz. (Secchi denkt hier wohl an die stets im Protuberanzspektrum vorhandene Linie im äußersten Rot bei λ 6770, die aber, wie jetzt bekannt, dem Helium zugehört.) So scheinen also die Substanzen, welche die Sonnenumhüllung zusammensetzen, nach ihrer Dichtigkeit angeordnet zu sein, aber doch ohne bestimmte Trennung, indem die Diffusion der Gase eine beständige Mischung hervorbringt.

Diese Atmosphäre wird bei totalen Sonnenfinsternissen in der Gestalt der Korona sichtbar. Es ist sehr schwer, ihre absolute Höhe zu fixieren. Die Finsternisse beweisen, daß sie in ihren höchsten Teilen bis zu einer Höhe gleich dem Sonnendurchmesser reichen mag; es ist außer Zweifel, daß sie sich noch weiter erstreckt, und sie mag wohl mit dem Zodiakallicht in Verbindung stehen. Die sichtbare Schicht dieser Atmosphäre ist nicht sphärisch, sie ist in mittleren Breiten höher als am Äquator und an den Polen am niedrigsten. An der Basis der Chromosphäre hat der Wasserstoff die Gestalt kleiner Flammen, die aus sehr dünnen schmalen Fasern zusammengesetzt sind, welche den Granulationen der Photosphäre zu entsprechen scheinen. In Perioden der Ruhe ist die Richtung dieser Fasern senkrecht zur Sonnenoberfläche; in Zeiten lebhafter Tätigkeit aber sind sie im allgemeinen mehr oder weniger geneigt und oft symmetrisch gegen die Pole gerichtet.

Der Sonnenkörper ist niemals im Zustande absoluter Ruhe. Die verschiedenen im Innern zusammenkommenden Substanzen streben danach, sich infolge ihrer chemischen Verwandtschaft zu verbinden und bringen notwendigerweise Erregungen und innere Bewegungen jeder Art und von großer Intensität hervor. (Diese Erklärung Secchis ist schon deshalb unhaltbar und bildet einen Widerspruch mit seinen eigenen Angaben, als es ihm selbst bekannt war, daß bei hohen Temperaturen sich sämtliche Elemente im Zustande der Dissoziation befinden, also überhaupt keine chemische Affinität zu einander besitzen.) Daher rühren die zahlreichen Krisen, welche sich an der Oberfläche in der Erhebung der tieferen Atmosphärenschichten durch Eruptionen und oft durch wirkliche Explosionen zeigen. Die niedrigeren metallischen Dämpfe, besonders Wasserstoff, werden dann zu beträchtlichen Höhen emporgeschleudert, zu Höhen, die sich im Spektroskop bis zu $^1/_4$ des Sonnendurchmessers verfolgen lassen. Diese Wasserstoffmassen, welche die Atmosphäre mit einer Temperatur höher als die der Atmosphäre selbst verlassen, steigen in die höheren Regionen der letzteren, bleiben dabei in ihr suspendiert, breiten sich aber in beträchtlichen Höhen aus und bilden das, was wir Protuberanzen nennen. Die Struktur dieser Wasserstoff-

protuberanzen gleicht durchaus jener von Flüssigkeitsschichten, die sich aus dichteren Schichten erheben und in die dünneren diffundieren; aber ihre selbst an der Basis außerordentlich große Veränderlichkeit und die rapiden Änderungen im Orte des Ausgangs und in der Diffusion beweisen, daß sie nicht irgend einen Schlund in einer soliden widerstehenden Schicht passieren.

Diese Eruptionen sind oft vermischt mit Säulen metallischer Dämpfe von größerer Dichte, welche die Höhe des Wasserstoffs nicht erreichen, und deren Natur mit Hilfe des Spektroskops erkannt werden kann; gelegentlich sehen wir sie in der Form parabolischer Strahlen auf die Sonne zurückfallen. Die häufigsten Substanzen sind Natrium, Magnesium, Eisen, Kalzium usw., tatsächlich dieselben Substanzen, die man die niedrige absorbierende Schicht der Sonnenatmosphäre bilden sieht, und welche durch ihre Absorption die Fraunhoferschen Linien hervorbringen. Eine strenge und unvermeidliche Konsequenz dieser Umstände ist die Tatsache, daß, wenn die so erhobene Masse durch die Rotation der Sonne zwischen die Atmosphäre und das Auge des Beobachters zu liegen kommt, die Absorption sehr merkbar wird und einen dunklen Fleck auf der Photosphäre selbst hervorruft. Die metallischen Absorptionslinien sind in dieser Gegend dann merklich breiter und verschwommener, und wenn die erhobene Masse hoch und dicht genug ist, so können wir selbst die Rückumkehrung der bereits umgekehrten Linien sehen, d. h. wir können die hellen Linien der Substanz selbst auf dem Grunde des Flecks sehen. Dies geschieht oft mit Wasserstoff, der sich zu einer großen Höhe erhebt, und auch mit Natrium und Magnesium, welche Metalle die wenigst dichten Dämpfe haben. Hier haben wir also den Ursprung der Sonnenflecken. Sie werden gebildet durch Massen absorbierender Dämpfe, welche, aus dem Innern der Sonne hervorgebrochen, wenn zwischen die Photosphäre und das Auge des Beobachters gestellt, einen großen Teil des Lichts verhindern, uns zu erreichen.

Aber diese Dämpfe sind schwerer als die umgebenden Massen, in welche sie hineingeworfen sind. Sie fallen deshalb durch ihr eigenes Gewicht und bringen, im Bestreben in die Atmosphäre zu sinken, in ihr eine Art von Höhlung oder Bassin hervor, welches mit einer dunkleren und mehr absorbierenden Masse erfüllt ist. Daher rührt die bei den Flecken wahrgenommene Vertiefung. Ist die Eruption plötzlich oder von sehr kurzer Dauer, so wird diese Dampfmasse, auf die Photosphäre zurückgefallen, bald glühend, erhitzt sich, löst sich auf und der Fleck verschwindet schnell; aber die inneren Krisen des Sonnenkörpers mögen sich eine lange Zeit fortsetzen, und die Eruption kann sich an derselben Stelle während mehrerer Sonnenrotationen erhalten. Daher die Beständigkeit der Flecken; denn die Wolke kann fortfahren, sich so lange und so weit zu bilden, als die Photosphäre sie auflöst, wie es mit den Dampfstrahlen unserer Vulkane geschieht. Die Eruptionen können, wenn nahe an ihrem Ende, sich wieder beleben und mehrere Male sich nahe an derselben Stelle wiederholen und so in Form und Lage sehr veränderliche Flecken verursachen.

Die Flecken bestehen aus einer zentralen Gegend, die Nucleus oder Umbra heißt, und einem umgebenden, weniger dunklen, Penumbra genannten Teil. Die Penumbra besteht in Wirklichkeit aus dünnen, dunklen Schleiern und aus Fasern oder Strömen photosphärischer Materie, welche auf die dunkle Masse hereinzubrechen streben. Diese Ströme haben die Form von Zungen, welche oft aus kugeligen, wie Perlenschnüre oder Weidenblätter aussehenden Massen bestehen und offenbar nur die „Körner" der Photosphäre sind, welche sich gegen das Zentrum des Flecks stürzen und es mitunter gleich einer Brücke kreuzen.

In jedem Fleck müssen wir drei Perioden seiner Existenz unterscheiden: die erste, der Bildung; die zweite, der Ruhe; die dritte, der Auflösung. In der ersten wird die photosphärische Masse erhoben und zugleich verzerrt durch eine mächtige Erregung, oft in der Art eines Wirbels, welcher sie über die flüssigen Strömungen ringsum erhebt und unregelmäßige Erhebungen bildet, entweder ohne Penumbra oder mit einer sehr unregelmäßigen. Diese unregelmäßigen Bewegungen spotten jeder Beschreibung: ihre Geschwindigkeiten sind enorm, und die betroffene Gegend erstreckt sich über mehrere Quadratgrade; aber das Aufwerfen gelangt bald zu einem Ende, und die Erregung läßt allmählich nach und ist von Ruhe gefolgt. In der zweiten Periode fällt die erregte und gehobene Masse wieder zurück und strebt sich zu mehr oder weniger kreisförmigen (kugelförmigen) Massen zu verbinden und ihrem Gewichte entsprechend in die Oberfläche der Photosphäre zu sinken. Daher die herabgedrückte Form der Photosphäre, die einer Röhre oder einem Trichter gleicht, und die zahlreichen Ströme, welche von jedem Punkt des Umfangs kommen, um über diese dunkle Masse herzustürzen; aber gleichzeitig dauert der Kontrast zwischen ihr und der ausströmenden Substanz fort. Der Fleck nimmt eine nahezu stabile und kreisähnliche Form an, ein Gegensatz, welcher ziemlich lange dauern kann, so lange in der Tat, als die inneren Wirkungen der Sonnenkugel neues Material liefern. Wenn endlich die letzteren aufhören, läßt die eruptive Tätigkeit nach und erschöpft sich schließlich; die auf allen Seiten von der Photosphäre überströmte absorbierende Masse ist aufgelöst, und der Fleck verschwindet.

Das Dasein dieser drei Phasen wird durch das vergleichende Studium der Flecken und Eruptionen bestätigt. Wenn ein Fleck während seiner ersten Periode am Sonnenrande sich befindet, so wird seine Lage, obschon die dunkle Region unsichtbar ist, durch Eruption metallischer Dämpfe angezeigt, falls der Fleck beträchtlich ist. In den dunkelsten werden die Dämpfe von Natrium, Eisen und Magnesium in größter Menge und zu den größten Höhen erhoben gesehen. Ein ruhiger und kreisförmiger Fleck ist gekrönt von schönen Fackeln und Strahlen von Wasserstoff und metallischen Dämpfen, die sehr niedrig, aber dabei sehr glänzend sind. Ein Fleck, welcher sich seinem Ende naht, zeigt keine metallischen Auswürfe und höchstens nur einige kleine Wasserstoffstrahlen, sowie eine bewegtere und erhöhte Chromosphäre. Übrigens

lehrt die Beobachtung, daß Eruptionen im allgemeinen die Flecken begleiten, und daß sie zu den Zeiten, wo die Flecken fehlen, gleichfalls mangeln. So wird die Sonnentätigkeit gemessen durch die doppelte Tätigkeit von Eruptionen und Flecken, die eine gemeinsame Quelle haben, und die Flecken sind in Wirklichkeit nur eine sekundäre Erscheinung, welche von den Eruptionen und der mehr oder weniger absorbierenden Fähigkeit der Materie abhängt: absorbieren die ausgeworfenen Substanzen nicht, so können wir überhaupt keine Flecken sehen.

Die nur aus Wasserstoff bestehenden Eruptionen bringen keine Flecken hervor; so sieht man jene an allen Punkten der Scheibe, während die Flecken sich auf die tropischen Zonen, wo allein die metallischen Eruptionen erscheinen, beschränken. Die Eruptionen einfachen Wasserstoffs verursachen die Fackeln. Der größere Glanz derselben hat zwei Ursachen; die erste liegt in der Erhebung der Photosphäre über das absorbierende Medium von Dampf, welches sehr dünn ist, nur 1″ bis 2″; diese höhere Region entgeht so der Absorption der tieferen Schicht und erscheint glänzender. Die andere Ursache mag sein, daß der Wasserstoff beim Hervorbrechen die absorbierende Schicht disloziert, und, indem er an die Stelle der metallischen Dämpfe tritt, einen besseren Blick auf die Photosphäre selbst gestattet. So sind also schließlich die Flecken eine sekundäre Erscheinung; sie unterrichten uns aber trotzdem von den heftigen Bewegungen, welche im Innern der strahlenden Kugel vor sich gehen. Die Häufigkeit der Flecken korrespondiert mit der Häufigkeit der Eruptionen; diese beiden Phänomene zusammengenommen sind das Kennzeichen solarer Tätigkeit. Die Flecken nehmen die Zone zu beiden Seiten des Äquators ein und gehen selten über den Parallel von 30°. Dieser Parallel ist daher die Grenze der größten Tätigkeit des Körpers. Es ist bemerkenswert, daß die Parallele von 30° die Hemisphären in zwei Sektoren von gleichem Rauminhalte teilen. Über diese Parallele hinaus sehen wir Fackeln, aber nicht mehr Flecken oder höchstens verschleierte Flecken, die eine sehr schwache metallische Eruption anzeigen.

Solch' eine flüssige Masse, in welcher die Teile sehr verschiedenen Temperaturen ausgesetzt sind, könnte nicht bestehen ohne eine innere Zirkulation. Wir kennen deren Gesetze bis jetzt noch nicht; aber die folgenden Tatsachen sind fest genug begründet: Die Fleckenzonen sind nicht fest, sondern haben eine vom Äquator nach den Polen zu fortschreitende Bewegung. Die Flecken beginnen, in einer gewissen höheren Breite angekommen, zu verschwinden, erscheinen aber nach einiger Zeit in niedrigeren Breiten wieder und gehen nachher von neuem weiter. Zwischen diesen Phasen der Ortsveränderung findet gewöhnlich ein Fleckenminimum statt. Während der Perioden der Tätigkeit haben die Protuberanzen eine vorherrschende Richtung gegen die Pole, ebenso auch die Flammen der Chromosphäre. Dies zeigt eine allgemeine Bewegung der Photosphäre vom Äquator nach den Polen zu an. Diese Bewegung wird gestützt durch die Dislozierung der Zonen der Eruptionen und Protuberanzen, welche sich stets gegen die Pole zu bewegen scheinen.

Außer dieser Bewegung in Breite hat die Photosphäre auch eine Bewegung in Länge, welche am größten am Äquator ist. Diese Erscheinungen führen zu dem Schlusse, daß die ganze Masse von einer Wirbelbewegung affiziert wird, welche vom Äquator nach den Polen zu, in einer Richtung schief gegen den Meridian geht. Die Theorie dieser Bewegungen muß noch erforscht werden, und sie hängen ohne Zweifel mit der ursprünglichen Art, in welcher die Sonne gebildet wurde, zusammen.

Die Tätigkeit des Sonnenkörpers unterliegt beträchtlichen Fluktuationen: Die bestgegründete Periode ist die von $11^1/_3$ Jahren; aber die Tätigkeit nimmt rascher zu als ab — sie wächst ungefähr 4 Jahre und nimmt ab ungefähr 7 Jahre. Diese Tätigkeit ist mit den Erscheinungen des Erdmagnetismus verknüpft; wir können aber nicht sagen, in welcher Weise. Wir können einen direkten elektromagnetischen Einfluß der Sonne auf unsere Kugel annehmen oder einen indirekten aus der thermischen Wirkung der Sonne entspringenden, welche auf ihren Magnetismus zurückwirkt. Es ist sehr natürlich, anzunehmen, daß die Äthermasse, welche die Räume unseres Planetensystems füllt, durch die Tätigkeit des Zentralkörpers erheblich alteriert und modifiziert werden mag. Was aber die Ursache dieser Änderung der Tätigkeit sein mag, wir sind über sie in völliger Unklarheit. Man hat sie der Einwirkung der Planeten zuschreiben wollen, doch genügt diese durchaus nicht. Die wahre Erklärung bleibt der Erkenntnis vorbehalten, welche einst die Natur des Bandes, welches Wärme mit Elektrizität, mit Magnetismus und mit der Ursache der Gravitation verknüpft, entschleiern wird.

Über das Innere der Sonne haben wir keine sichere Kenntnis. Die Temperatur der Oberfläche ist trotz des fortwährenden Wärmeverlustes, welchen sie erleidet, sehr groß, und wir können für das Innere keine geringere annehmen; folglich kann keine solide Schicht dort existieren, ausgenommen vielleicht in Tiefen, wo der durch die Schwere entstehende Druck die von der Wärme hervorgerufene molekulare Ausdehnung erreicht oder übertrifft. Wie dem auch sein mag, die der Erforschung durch unsere Instrumente zugängliche Schicht ist zweifelsohne flüssig und gasförmig, und wir können so die Änderungen des Sonnendurchmessers erklären, die von manchen Astronomen gefunden wurden. (Diese besonders von Secchi selbst behaupteten Änderungen haben genauere Untersuchungen von Auwers nicht bestätigt.) Trotz dieser kleinen Schwankungen ist die Wärmestrahlung des Körpers in sein Planetensystem doch nahezu konstant während langer Zeiträume und im besonderen während der historischen Zeit. Diese Konstanz hat mehrere Ursachen: Zuerst die enorme Masse des Körpers, welcher sich wegen der sehr hohen Temperatur nur sehr langsam abkühlen kann (Widerspruch mit den Strahlungsgesetzen); dann die Zusammenziehung der Masse, welche die dem Wärmeverlust folgende Kondensation begleitet; endlich die Ausstrahlung der Dissoziationswärme oder Zersetzungswärme, welche aus chemischen Wirkungen entsteht, die in der ganzen Masse stattfinden mögen.

Der Ursprung dieser Wärme muß in der Gravitation gesucht werden;

denn es ist gezeigt worden, daß die Sonnenmasse, indem sie sich von den Grenzen des Planetensystems bis zu ihrem jetzigen Volumen zusammengezogen hat, nicht nur ihre wirkliche, sondern eine mehrere Male größere Wärmemenge erzeugen würde. Was den absoluten Wert dieser Temperatur betrifft, so können wir ihn nicht mit Sicherheit bestimmen; da die Wissenschaft bis jetzt noch nicht die Beziehung ermittelt hat, welche zwischen molekularer lebendiger Kraft und der Intensität der Strahlung in die Ferne, welch' letztere die einzige durch die Beobachtung gegebene Größe ist, besteht, so befinden wir uns in einem Zustande peinlicher Ungewißheit (inzwischen durch die Planckſche Gleichung behoben). Trotzdem aber muß diese Temperatur mehrere Millionen Grad (!!) unseres Thermometers betragen und fähig sein, alle bekannten Substanzen im Dampfzustande zu erhalten.

Aus dieser eigenen Darstellung Secchis sind die Fehler und Vorzüge seiner Anschauungen ohne weiteres zu erkennen. In bezug auf mathematisch-physikalisches Denken sind seine Darlegungen ein Rückschritt gegen Zöllner; aber außer dem bereits erwähnten Verdienst seiner Freimachung von der Idee des feurig-flüssigen Oberflächenzustandes der Sonne liegt ein weiteres großes Verdienst in dem ausdrücklichen Hinweise, daß die Sonnenflecken, obgleich sie das augenfälligste Phänomen auf der Sonne bilden, doch durchaus nicht als die Hauptsache zu betrachten sind, der gegenüber alle anderen Erscheinungen in den Hintergrund treten; er bezeichnet sie vielmehr nur als sekundäre Erscheinung.

In Gemeinschaft mit fast allen seinen Zeitgenossen betrachtet Secchi die auf der Sonne beobachtbaren Vorgänge als sich abspielend nicht bloß in ungeheuren Dimensionen, sondern auch in ungeheuren Massen. Er faßt alles viel zu materiell auf, wie etwa unmittelbar vergleichbar mit unseren vulkanischen Erscheinungen.

Es ist eine Errungenschaft der neueren Theorien, daß man sich des aus vielen Beobachtungen ableitbaren Umstandes bewußt wird, daß sich die Sonnenatmosphäre, soweit sie der Beobachtung zugänglich ist, in einem außerordentlich verdünnten Zustande befindet, der höchstens in seinen untersten Teilen der Dichtigkeit unserer Atmosphäre an der Erdoberfläche gleichkommen mag.

Die Fayesche Sonnentheorie 1877. Die Grundgedanken der Fayeschen Theorie, wie er sie selbst für Newcombs Populäre Astronomie aufgestellt hat, sind den meteorologischen Vorgängen unserer Atmosphäre, speziell der Bildung von Druckminimis oder Zyklonen, entnommen. Die Abnahme der Rotationsgeschwindigkeit nach den Polen zu kann nur aus dem vertikalen Aufsaugen von Substanzen, die sich aus einer großen Tiefe unaufhörlich nach allen Punkten der Oberfläche erheben, hervorgehen. Es ist hierbei nur die Voraussetzung erforderlich, daß die Tiefe, aus welcher die Vertikalströme entstehen, nach den Polen hin zunimmt. Die heißen, aufsteigenden Ströme kühlen sich an der Oberfläche ab; ihre Gase werden teilweise kondensiert und fallen als eine Art von Regen in niederstürzenden

Strömen herab, werden in einer gewissen Tiefe aufs neue erwärmt und steigen wieder empor. Durch diesen Ausgleich aus dem Innern wird die hohe Temperatur der Photosphäre erhalten, die sich sonst sehr schnell abkühlen müßte.

Da die der Photosphäre benachbarten Zonen verschiedene Geschwindigkeiten besitzen, so entstehen eine Menge kreisförmig drehender Bewegungen um vertikale Achsen (Wirbel). Sie folgen den Strömungen der Photosphäre in derselben Weise wie die Zyklone den oberen Strömungen in unserer Atmosphäre. Wie diese steigen sie hinab, führen in die Tiefen der Sonnenmasse die kühleren, hauptsächlich aus Wasserstoff gebildeten Materien der oberen Schichten und rufen so in ihrem Zentrum eine entschiedene Absorption von Licht und Wärme so lange hervor, als die kreisende Bewegung dauert. Schließlich wird der an der Basis des Wirbels freigewordene Wasserstoff von neuem erhitzt und stürzt tumultuarisch durch den Wirbel nach oben, unregelmäßige Strahlen bildend, welche über der Chromosphäre erscheinen (Protuberanzen).

Die Wirbel der Sonne sind wie die der Erde von allen Dimensionen, von kaum sichtbaren Poren an bis zu den größten Flecken. Sie haben wie jene eine entschiedene Tendenz, zu wachsen und dann aufzubrechen, und bilden so eine Reihe von Flecken, die sich längs desselben Parallels ausbreiten. Die Penumbra entsteht aus einem Teil der Photosphäre, welcher sich mit konischer Oberfläche in einer niedrigeren Schicht bildet, wegen der durch den Wirbel bewirkten Erniedrigung der Temperatur.

Es ist nun weiter eine große Anzahl von Sonnentheorien aufgestellt worden, von denen noch diejenigen von Young und Langley zu erwähnen sind. In allen diesen Sonnentheorien nähern sich die Ansichten immer mehr der Überzeugung, daß die Gesetze, welche unsere irdische Atmosphäre beherrschen, in gewissem Maße auf die Sonnenatmosphäre anwendbar sind. Die Zirkulation in der Erdatmosphäre verdankt ihren Ursprung den aufsteigenden Luftströmen der heißen Zone, die in der Richtung nach den Polen zu abfließen und mit den tieferen, zurücklaufenden Polarströmungen zusammentreffen. In unseren Breiten, in denen schon der Kampf zwischen diesen beiden Strömungen herrscht, ist die Witterung eine sehr veränderliche. Eine ungemeine Komplikation entsteht nun in den irdischen meteorologischen Verhältnissen durch den Einfluß des verschiedenen Sonnenstandes zu den verschiedenen Jahreszeiten und durch den Einfluß schon vorhandener Bewölkung, da ja die Wärmequelle, welche die aufsteigenden Ströme bedingt, außerhalb der Atmosphäre liegt. Auf der Sonne sind die entsprechenden Verhältnisse einfacher, da die Wärmequelle im Innern sitzt.

Die v. Oppolzersche Sonnentheorie. Von den neueren Sonnentheorien, die sich ganz an unsere atmosphärischen Verhältnisse anschließen, scheint uns die bemerkenswerteste diejenige von v. Oppolzer zu sein; in der-

selben wird die Verdünnung der Gase oberhalb der Photosphäre als eine so starke angenommen, daß die Gesetze der mechanischen Wärmetheorie ohne weiteres Anwendung finden können. Die streng mathematische Durchführung der v. Oppolzerschen Theorie, die ihren Hauptvorzug bedingt, ist natürlich für ihre allgemein verständliche Darlegung sehr erschwerend.

Der Zustand einer Gasmasse, welche, der Gravitation unterworfen, in ihrem unteren Teil dichter ist als in ihrem oberen, kann ein sehr verschiedenartiger sein. Sie befindet sich im indifferenten Gleichgewicht, wenn bei einem aufsteigenden Luftteilchen in jeder Höhe Auftrieb und Gewicht einander das Gleichgewicht halten. Diese Bedingung ist aber von der weiteren abhängig, daß die Temperatur des aufsteigenden Teilchens stets übereinstimmt mit der Temperatur der Umgebung; es findet alsdann die sogenannte adiabatische Ausdehnung des Luftteilchens beim Emporsteigen statt. Dieser Gleichgewichtszustand ist a priori als der natürlichste zu betrachten, da alle Bewegungen und Strömungen und Mischungen dazu beitragen, ihn herbeizuführen.

v. Oppolzer zeigt nun zuerst, daß dieser adiabatische Zustand in der Sonnenatmosphäre nicht vorhanden sein kann, weil sonst bei einer Höhendifferenz in der Wasserstoffatmosphäre von nur 1″ (720^{km}) schon ein Temperaturunterschied von 13700° statthaben müßte. In einer Höhe von 8″, wo noch Metalldämpfe im glühenden Zustande vorkommen, wäre demnach die Temperatur 100000° tiefer als an der Photosphäre, d. h. man würde für letztere zu ganz unmöglich hohen Temperaturen gelangen. Es möge hier eingeschaltet werden, daß, wie weiter unten zu zeigen ist, die Temperatur an der Photosphäre den Betrag von 10000° jedenfalls nicht übersteigt. — Es folgt aus dem Nichtvorhandensein des adiabatischen Zustandes, daß die oberen Schichten der Sonnenatmosphäre viel wärmehaltiger sein müssen, daß also ein ungemein stabiles Gleichgewicht herrscht. Verfasser schließt daraus, daß der isothermische Gleichgewichtszustand, obgleich nach der anderen Seite übertrieben, den wahren Verhältnissen viel näher liegen müsse als der adiabatische, und er untersucht nun unter Voraussetzung des ersteren die relative Verteilung verschiedener Gase in verschiedenen Höhen, eine Untersuchung, die übrigens auch schon von Zöllner ausgeführt worden ist. Es zeigt sich hierbei, daß ganz gewaltige Unterschiede in dieser Verteilung vorkommen müssen. Nimmt man z. B. an, Wasserstoff und Sauerstoff wären in einer Tiefe von 8″ unterhalb der Photosphäre in gleicher Dichtigkeit vorhanden, so würde der letztere in der Photosphäre septillionenmal dünner sein. — Es gilt das für eine Temperatur von 50000°; bei niedrigerer Temperatur werden die Verhältnisse noch extremer. Als weiteres Beispiel wird ein Sonnenfleck angenommen, dessen Einsenkung 0″,7 betragen möge; dann ist auf dem Boden dieser Einsenkung der Wasserstoff nur doppelt so dicht wie oben, der Sauerstoff aber 60000 mal dichter. Man erkennt hieraus, daß in Sonnenfleckenspektren die Linien einzelner Elemente sehr viel stärker verbreitert werden können als diejenigen anderer. v. Oppolzer

nimmt nun als selbstverständlich an, daß die Temperatur in einem Sonnenfleck tiefer sei als in der Umgebung, daß aber oberhalb des Flecks dieselbe höher sei als in der Umgebung; er zeigt, daß eine Erklärung der Abkühlung in den Flecken weder in aufsteigenden noch in absteigenden Strömen durch die adiabatische Ausdehnung gefunden werden kann, daß ferner auch die in Wirbeln nach Faye entstehende Abkühlung nicht in Frage tritt. Nach seiner Ansicht bleibt nur noch eine einzige Erklärungsmöglichkeit übrig, nämlich Abkühlung durch örtlich vermehrte Ausstrahlung, wie ja schon Kirchhoff und Zöllner angenommen hatten. Die vermehrte Strahlung selbst entsteht infolge der durch die obere heiße Schicht resultierenden Klarheit der Atmosphäre. Der Vorgang der Fleckenbildung ist also nach v. Oppolzer folgender: Oberhalb der Photosphäre entsteht aus später zu besprechender Ursache an einer bestimmten Stelle eine Erhöhung der Temperatur; hierdurch werden in der obersten Schicht der Photosphäre die Kondensationsprodukte aufgelöst, und es wird so eine große Klarheit erzeugt, die sich als Einsenkung in der Photosphäre kundgibt und eine vermehrte Ausstrahlung der darunter gelegenen Teile und dadurch Abkühlung derselben hervorruft.

Es bleibt nun die primäre Ursache der Flecken, die lokale Temperaturerhöhung, zu deuten, und die hierfür gegebene Erklärung ist der Kernpunkt der v. Oppolzerschen Theorie. Die Temperaturerhöhung wird durch einen absteigenden Strom erzeugt. Ein solcher Strom, der also von einer kühleren Schicht herkommt, bringt nicht Abkühlung, wie man zunächst vermuten könnte, sondern beträchtliche Erwärmung hervor. Es wird bewiesen, daß bei einem Strom, der nur um 1″ herabsteigt, bereits eine Temperaturerhöhung von 5000° eintreten muß, und daß somit ein absteigender Strom eine sehr ergiebige Quelle für Temperaturerhöhung bietet. Eine einmal abwärts gerichtete Bewegung kann sich aber nicht beliebig tief erstrecken, sondern muß innerhalb des Flecks aufhören. Die Ursache hierfür liegt in dem durch die Erwärmung hervorgerufenen Auftriebe. Der Strom steigt herab, der Auftrieb wirkt entgegen, und es findet also im Fleck eine Drucksteigerung statt, ganz genau wie bei unseren Antizyklonen, die sich im Winter vielfach über Europa zeigen und bei hohem Barometerstande heiteres, kaltes Wetter und gleichzeitig von dem Antizyklon weggerichtete Winde erzeugen. Die Ursache der niedersteigenden Ströme wird auf der Sonne wie auf der Erde die gleiche sein: die Reaktion auf aufsteigende Ströme, deren Veranlassung auf der Erde ja sehr einfach ist.

v. Oppolzer leitet nun weiter aus seiner Fleckenerklärung die eigentümliche Rotation der Photosphäre und die heliographische Verteilung der Flecken ab. Wenn die Sonnenflecken als Gebiete niedergehender Ströme aufgefaßt werden, die naturgemäß irgendwo anders aufsteigende erfordern, und wenn ferner erwogen wird, daß sich die Flecken in Zonen anordnen, so deutet dies auf einen gemeinsamen Ursprung hin, der zwar am Äquator vermutet werden kann, aber nicht dort, sondern in den polaren Regionen zu suchen ist, da eine Fleckenzone in niedrigen Breiten, auch ganz am

Äquator, ziehen kann, während in den höheren Breiten — und dies ist ja um die Zeit des Minimums immer der Fall — schon ein neuer kräftiger Fleckenzug beginnt. In den polaren Regionen herrschen also aufsteigende Ströme wie in unserer Erdatmosphäre am Äquator, die in einer gewissen Höhe als horizontale Ströme gegen die niedrigen Breiten in langgezogenen Spiralen ziehen, wo sie als Ostwinde auftreten und, wenn sie sich senken, als Flecken. Bis ein Stromzweig vom Pol bis zu den niedrigen Breiten gelangt, können Monate, vielleicht Jahre, vergehen; das hängt von der Geschwindigkeit des Aufstroms ab. Denkt man sich den polaren aufsteigenden Strom in seiner Intensität bald wachsend, bald abnehmend, so ergibt sich, wie leicht einzusehen ist, die Ursache der heliographischen Verteilung der Flecken: Wenn er zur Zeit des Minimums anwächst, so werden sich zu dieser Zeit die Flecken schon in höheren Breiten senken; mit seiner stetig anwachsenden Intensität wird er bewirken, daß die niedrigen Breiten von Flecken übersäet werden; es wird das Fleckenmaximum eintreten, und der Strom kann schon fast erloschen sein; die Flecken werden in höheren Breiten verschwinden, während die um die Sonne noch kreisenden Ostwinde sich schließlich als Minimumflecken in der Nähe des Äquators senken werden; inzwischen beginnt schon wieder das frühere Spiel. Hierdurch wird auch gleichzeitig die eigentümliche Rotation erklärt. Die von den Polen herabkommenden Ströme bringen kleine Geschwindigkeiten mit und behalten sie lange Zeit wegen der geringen Reibung an den unteren Schichten; wenn sie aber die Sonne einige Male umkreist haben, so wird sich doch ein Reibungseinfluß geltend machen, der bewirkt, daß die in den niedrigen Breiten herrschenden Ostwinde einen größeren täglichen Rotationswinkel zeigen, als die in höheren Breiten auftretenden, die der Reibung viel weniger ausgesetzt waren. Auch die Erscheinungen auf der Sonnenoberfläche sprechen mit großer Wahrscheinlichkeit für einen an den Polen vorhandenen aufsteigenden Strom: die polaren Regionen sind die Kalmen der Sonne; die oft riesige Dimensionen, namentlich in horizontaler Richtung, zeigenden Wolkenprotuberanzen, deren durchschnittliche Höhe die aller anderen übertrifft, die über der Photosphäre frei schweben und sich doch ohne sichtbaren Zusammenhang von unten her erneuern, zwar hier und da durch Säulen verbunden, erhalten sich hauptsächlich in der Nähe der Pole während einer ganzen Umdrehung und scheinen auch für diese Hypothese zu sprechen. Wenn nicht eine höhere Temperatur der Pole Ursache dieses Polstroms ist, so müßte dieser jedenfalls die Pole erwärmen. Die Pole werden also zu gewissen Zeiten heißer als der Äquator sein; dies wird, wenn überhaupt nachweisbar, zur Zeit des Minimums, wenn der Fleckenzug in höheren Breiten beginnt, am stärksten hervortreten. Für diese Behauptung spricht das sonst ganz rätselhafte Verhalten der Chromosphäre, daß sie zu jener Zeit Anhäufungen an beiden Polen zeigt, während sie das Jahr vor dem Minimum eine bezüglich ihrer Höhe über alle Breiten sich erstreckende Konstanz besitzt.

v. Oppolzer hat durch seine Hypothese der periodischen Polströme das Problem der Rotation der Sonne, der Häufigkeit der Flecken und ihre heliographische Verteilung auf ein einziges zurückgeführt. Die Ursache der Periodizität bleibt aber unerklärt.

Die Schmidtsche Sonnentheorie. Die geschichtliche Entwicklung der Sonnentheorien verläuft in der Richtung, sich immer mehr von dem gewaltigen Eindruck, welchen die in ungeheurer Entfernung von uns sich abspielenden Sonnenphänomene auf uns machen, zu befreien und alles als Erscheinungen, die zwar in großem Maßstabe, aber dafür in sehr verdünnter Materie in den oberen Schichten einer Atmosphäre auftreten, zu deuten. In dieser Richtung ist man bereits zu den äußersten Konsequenzen gegangen: Die Erscheinungen werden überhaupt nicht mehr als reell vorhanden betrachtet, sondern als optische Täuschungen, denen ganz andere Ursachen zugrunde liegen, als der Augenschein lehrt. Der Ausgangspunkt dieser Ansichten ist die Schmidtsche Sonnentheorie, nach welcher die Sonne ein glühender Gasball mit kontinuierlich abnehmender Dichtigkeit nach außen hin ist, ohne irgend eine physikalisch unterscheidbare Schicht; die Photosphäre existiert in Wirklichkeit nicht, sondern kommt nur durch die allgemeine Eigenschaft der Strahlenbrechung in einem solchen Gasball scheinbar zustande. Die durchaus unanfechtbare mathematische Grundlage dieser Theorie ist übrigens bereits 1860 von Kummer gegeben worden.

Zum Verständnis der Schmidtschen Theorie braucht nur an die bekannte Erscheinung der astronomischen Refraktion in unserer Erdatmosphäre erinnert zu werden. In der nebenstehenden Fig. 160 stelle der innere Kreis einen Durchschnitt durch die Erdoberfläche dar, der äußere die Begrenzung der von außen nach innen an Dichtigkeit zunehmenden Erdatmosphäre. Ein von dem Stern S ausgehender Lichtstrahl trifft schräg auf die Atmosphäre bei E und wird nun immer mehr von seiner geradlinigen Bahn abgelenkt, so daß er eine nach unten gerichtete, immer stärker werdende Krümmung zeigt und bei B die Erdoberfläche erreicht. Ein dort befindlicher Beobachter sieht natürlich den Stern in der geradlinigen Verlängerung der Richtung, welche der Lichtstrahl beim Eintreffen ins Auge hat, also in S_1. Der Stern erscheint höher, als er wirklich steht, und zwar um so mehr, je schräger die Strahlen einfallen, d. h. je näher der Stern sich dem Horizont befindet. Steht er eine Kleinigkeit unterhalb des Horizonts, so wird er durch die Strahlenkrümmung scheinbar über den Horizont gehoben.

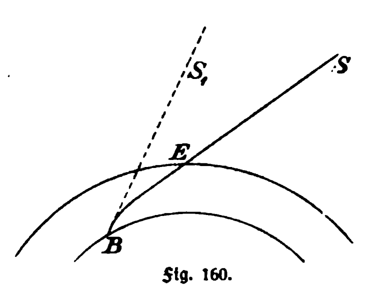


Fig. 160.

Es ist nun klar, daß nichts in der Fig. 160 geändert wird, wenn das Licht nicht vom Stern ausgeht und nach B gelangt, sondern wenn es von B in der Richtung BS_1 ausgeht; der betreffende Strahl tritt aus

der Atmosphäre bei E aus und geht dann in der Richtung ES geradlinig weiter.

Man kann sich nun leicht vorstellen, daß bei einer viel höheren und am Boden dichteren Atmosphäre ein von B schräg ausgehender Strahl eine so starke Krümmung erleidet, daß er gar nicht aus der Atmosphäre heraustreten kann, sondern wieder auf dieselbe zurücktrifft, oder, weniger extrem, einen sehr weiten Weg durch die Atmosphäre durchläuft, bis er sie schließlich an einer weit entfernten Stelle verläßt.

In der Fig. 161 sei ein Gasball angenommen, dessen Dichtigkeit von innen nach außen abnimmt. Wir wollen in demselben drei durch die Kreise 1, 2 und 3 bezeichnete Schichten annehmen, von denen 3 die äußere Grenze der Atmosphäre bedeutet. Der von der Schicht 1 schräg ausgehende Lichtstrahl erfährt eine so starke Krümmung, daß er nicht aus der Atmosphäre austreten kann, d. h. Licht, welches von dem Punkte a in der angegebenen Richtung austritt, kann überhaupt nicht von außen wahrgenommen werden. Das unter dem gleichen Winkel bei b ausgehende Licht gelangt dagegen, nachdem es etwa den halben Umfang der Gaskugel durchlaufen hat, fast tangential die Kugel verlassend nach außen.

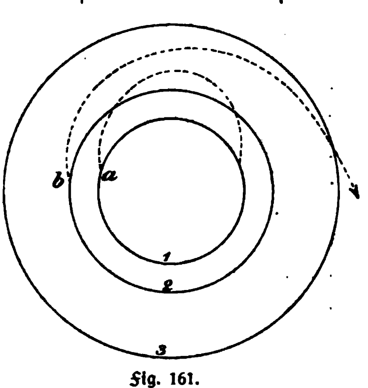


Fig. 161.

Zwischen diesen beiden Schichten befindet sich nun eine Schicht, von welcher aus das Licht noch gerade heraustreten kann; diese Schicht muß also optisch als eine scharfe Grenzschicht erscheinen, da Licht, welches aus unterhalb gelegenen Teilen ausgeht, nur dann aus dem Gasball austritt, wenn der Winkel gegen die Tangente größer als der Grenzfall ist. Da in einer Kugel diese Schicht symmetrisch liegt, so muß, von einem Punkte außerhalb gesehen, die Gaskugel als eine scharf begrenzte kreisrunde Scheibe erscheinen, genau wie dies bei der Sonne der Fall ist.

Da nun das Spektrum der Photosphäre oder dieser Grenzschicht kontinuierlich ist, so nehmen die Anhänger der Schmidtschen Sonnentheorie an, daß die Grenzschicht in einer Tiefe liege, in welcher durch den starken Druck der Gase das Emissionsspektrum aus dem ursprünglichen Linienspektrum in ein kontinuierliches umgewandelt sei. Es scheint diese Annahme nicht einmal erforderlich zu sein, da nach dem Kirchhoffschen Satze eine unendlich resp. sehr dicke Gasschicht bereits die Strahlung eines schwarzen Körpers liefert, also ein kontinuierliches Spektrum.

Nach dem Vorstehenden konnte Schmidt seine Hypothese in folgenden drei Sätzen formulieren:

1. Die Sonne ist ein unbegrenzter Himmelskörper; es gibt insbesondere keine Grenzfläche zwischen einem Sonnenkörper und einer Sonnenatmosphäre.

2. Der Rand der Sonnenscheibe ist das Produkt regelmäßiger Strahlen-

brechung in einer Atmosphäre, deren Dichte im scheinbaren Grenzgebiet weit geringer ist als die Dichte der Luft an der Erdoberfläche.

3. Die Sonnenfackeln und die Protuberanzen sind Produkte unregelmäßiger Strahlenbrechung. Das Licht der letzteren stammt aus einem Gebiet der Sonne, welches unter dem Orte der scheinbaren Grenze liegt.

Die Protuberanzen sollen durch Unstetigkeiten in den Schichten entstehen, durch Schlieren, welche Verzerrungen im regelmäßigen Erscheinen des Randes erzeugen. Schmidt unterscheidet hier zwischen roten Protuberanzen, die ihrem Lichte nach genau der Chromosphäre entsprechen, und zwischen weißen, die schließlich ein kontinuierliches Spektrum erzeugen. Wir können uns hier mit dieser Andeutung begnügen; denn daß diese Betrachtung eine durchaus verfehlte ist, folgt aus der Tatsache, daß die roten Protuberanzen die sehr starken Linien des Kalziums im Violett und Ultraviolett enthalten.

Die Unregelmäßigkeiten der Photosphäre selbst, wie Granulation und Flecken, werden in ähnlicher Weise unter Hinzuziehung absorbierender Gasmassen erklärt.

Auch das mathematisch unanfechtbare Erklärungsprinzip der Photosphäre erscheint allen denen, die sich mit dem praktischen Studium der Sonnenvorgänge befaßt haben, wenig plausibel; bei Betrachtung der detaillierten Vorgänge auf der Sonne ist es sehr schwer, sich an den Gedanken zu gewöhnen, daß alles, was man sieht, gar nicht reell vor sich geht, und daß die Ursache einer Erscheinung nicht da, wo sie auftritt, zu suchen ist, sondern ganz wo anders, auf der anderen Seite der Sonne, oder gar an einer Stelle, von wo aus der Lichtstrahl schon einmal ganz um die Sonne herumgelaufen ist. Auf das schwerste Bedenken aber muß noch besonders aufmerksam gemacht werden: An der Ursprungsstelle des Lichts soll die Dichtigkeit der Gase so stark sein, daß sie ein kontinuierliches Spektrum geben, und doch soll der Lichtstrahl durch diese Gase hunderttausende von Kilometern zurücklegen, ohne absorbiert worden zu sein. Und wir kommen zum Schlusse: Mathematisch richtig ist die Theorie, soweit sie die Erscheinung einer Photosphäre betrifft, und es ist denkbar, daß es Himmelskörper gibt, für die sie passend ist; bei der Sonne aber ist das nicht der Fall. So mag es denn auch kommen, daß die Schmidtsche Theorie unter den Physikern viele Anhänger besitzt, unter den Astronomen aber, die die Sonnenerscheinungen selbst kennen, nur verschwindend wenige.

Die Juliussche Dispersionstheorie. Die Dispersionstheorie schließt sich an die Schmidtsche Erklärung der Sonnenatmosphäre an, indem sie die ungenügende Erklärung der Einzelerscheinungen auf der Sonne in den Kreis ihrer Betrachtungen zieht. Ihre Grundlage bildet die anomale Dispersion der Gase, über welche auf Seite 148 das Erforderliche gesagt ist. Julius hat eine Anwendung dieser anomalen Dispersion auf die Sonnenerscheinungen gegeben, der hier an der Hand einer von Pringsheim verfaßten Darstellung gefolgt werden soll. Die bereits auf Seite 149 gegebene Figur sei hier nochmals zum Abdruck gebracht.

Denken wir uns einen Beobachter, der mit seinem Spektralapparat so weit von der Natriumflamme entfernt ist, daß er nicht die ganze in Fig. 162 dargestellte Erscheinung zu überblicken vermag, sondern nur einen Teil davon, so wird es ihm schwer fallen, die Erscheinungen, die er sieht, richtig zu erklären.

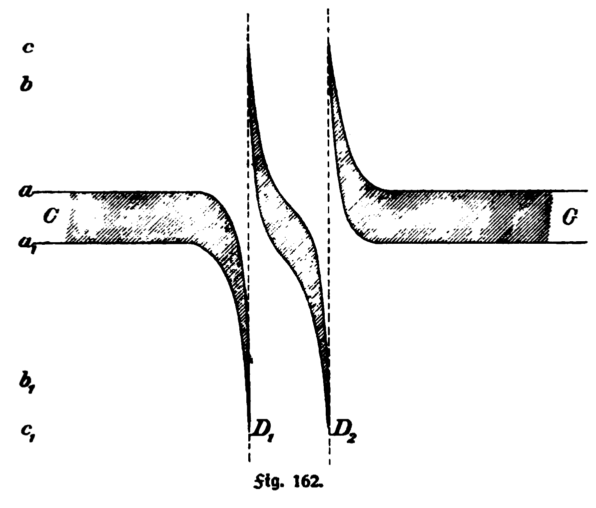


Fig. 162.

Sieht er nur das Spektrum in der Breite von aa_1, so bemerkt er ein kontinuierliches Spektrum, in welchem die beiden D-Linien als sehr breite Bänder ausgebildet sind. Er wird wahrscheinlich annehmen, daß diese dunklen Bänder verbreiterte Absorptionslinien sind, daß also der Natriumdampf in großer Dichte vorhanden sei. Es ist aber in Wirklichkeit das Licht gar nicht absorbiert, sondern durch Brechung abgelenkt worden, und zwar in die Räume a bis c und a_1 bis c_1. Die anomale Dispersion kann also eine Verbreiterung von Absorptionslinien vortäuschen. Im Spektrum der Sonnenflecken sehen wir nun die Fraunhoferschen Linien teilweise sehr stark verbreitert. Während ein Teil der dunklen Linien nahe das gleiche Aussehen zeigt wie im Spektrum der normalen Photosphäre, sind andere Linien fast ganz unsichtbar, und Linien werden schwach und breit, welche sonst stark und dünn sind. Vielleicht befinden wir uns hier in der Lage des oben angenommenen Beobachters, vielleicht beruht die beobachtete Verbreiterung der Fraunhoferschen Linien nicht auf Absorption, sondern auf anomaler Dispersion, und das fehlende Licht ist nach Stellen hin gebrochen worden, wo wir es nicht sehen. Dann müßten wir annehmen, daß die Sonnenflecken Stellen sind, an welchen die Dichtigkeit der gasförmigen Atmosphäre von Ort zu Ort stark variiert. Eine solche Dichtigkeitsänderung — und zwar zunehmende Dichte von innen nach außen — würde sich z. B. ergeben, wenn man die Flecken als Wirbelbewegungen in der Sonnenatmosphäre auffaßt oder als stark absteigende Strömungen. Aus dieser Annahme würde sich nach der Schmidtschen Theorie auch die Lichtverteilung in den Sonnenflecken, der Kern- und Halbschatten, erklären lassen.

Wenn nun derjenige Teil der Erscheinung in das Gesichtsfeld gelangt, welcher in den Räumen b bis c oder b_1 bis c_1 liegt, so wird der Beobachter zwei feine helle Linien sehen, die in unmittelbarer Nähe der D-Linien liegen und nur mit großer Schwierigkeit von diesen zu unterscheiden sind.

Sehr wahrscheinlich wird er glauben, die D-Linien selbst zu erblicken und Licht vor sich zu haben, welches als Eigenlicht von leuchtendem Na-Dampf ausgesendet wird. Die anomale Dispersion kann uns also ein Linienspektrum vortäuschen, während in Wirklichkeit das Licht von einer mit kontinuierlichem Spektrum leuchtenden Strahlungsquelle herrührt.

Die Chromosphäre und die Protuberanzen geben nun ein Linienspektrum (ebenso die umkehrende Schicht im Flash-Spektrum). Obwohl kein Zweifel besteht, daß in der Chromosphäre auch leuchtende Gase vorhanden sind, so wollen wir doch einmal versuchen, diese Erscheinung unter der Annahme zu betrachten, daß das von uns beobachtete Licht nicht das Eigenlicht der Gase ist, sondern ganz oder wenigstens zum größten Teil aus dem weißleuchtenden Sonneninnern stammt und durch anomale Dispersion so gebrochen ist, daß wir es außerhalb des scheinbaren Sonnenrandes sehen. In Fig. 163 sei SS die Schmidtsche Grenzsphäre; im allgemeinen wird ein Lichtstrahl, der bei A nahe tangential aus ihr austritt, auf dem infolge der allgemeinen Strahlenbrechung schwach gekrümmten Wege nach rechts oben gelangen, wo der Beobachter sich befinden soll. Befindet sich über A eine glühende Gasmasse, z. B. Natriumdampf von ungleicher Dichte, so wird dasjenige Licht, dessen Wellenlänge denen der Spektrallinien des Gases nahe liegt, z. B. das den D-Linien benachbarte Licht, infolge der anomalen Dispersion eine stärkere Ablenkung erfahren als das übrige Licht; es werden also Strahlen von diesen Wellenlängen von h nach rechts oben gelangen, welche die Grenzsphäre nahe tangential etwa in B verlassen haben, in einem Punkte, von welchem das gewöhnlich gebrochene Licht nicht nach oben, sondern horizontal nach rechts wandert, dem Beobachter also unsichtbar ist. Dieser wird demnach über dem scheinbar durch die Grenzsphäre SS begrenzten Sonnenball ein Gebiet sehen, welches ein helles Linienspektrum zeigt.

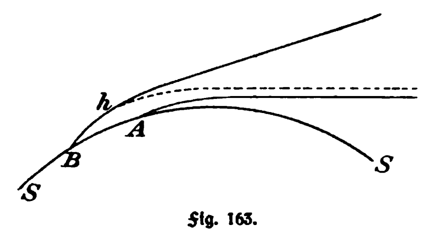


Fig. 163.

Das Chromosphärenspektrum ist im allgemeinen desto einfacher, also ärmer an Linien, je weiter es vom Sonnenrande entfernt ist; am linienreichsten ist das Flash-Spektrum, welches den unmittelbar an den Sonnenrand angrenzenden Teilen zu entstammen scheint. Bei der alten Auffassung, daß es sich ausschließlich um Emissionsspektra leuchtender Gase handelt, muß man daher annehmen, daß die verschiedenen Substanzen in der Chromosphäre schichtenweise über einander liegen. Wenn wir dagegen das Chromosphärenlicht wesentlich als durch anomale Dispersion uns zugesandtes Photosphärenlicht ansehen, so können wir uns die gasförmige Sonnenmaterie im wesentlichen als ein chemisch homogenes Gemisch vorstellen. Dies erscheint als ein großer Vorzug der Juliusschen Auffassung. Bei ihr ergibt sich die Tatsache, daß die verschiedenen Linien des Chromosphärenspektrums in verschiedener Entfernung vom Sonnenrande sichtbar sind, als eine Folge der

verschieden starken anomalen Dispersion, der verschiedenen absoluten Dichtigkeit und daher verschiedenen Dichtigkeitsänderung der einzelnen mit einander gemischten Stoffe.

Wie ein Blick auf Fig. 162 zeigt, müssen die durch anomale Dispersion entstandenen Linien nach dem Sonnenrande dicker werden, wie das ja auch der Fall ist. Auch der verschiedene Charakter der Flash-Linien in bezug auf ihre Intensität und ihre geringe Verschiebung würde sich durch die Juliussche Hypothese erklären lassen. Da lokale Dichtigkeitsabnahmen nicht bloß von innen nach außen, sondern auch umgekehrt vorkommen können, so müßten die Chromosphärenlinien eigentlich feine Doppellinien sein; auch derartige Verdoppelungen sind in Aufnahmen des Flash-Spektrums vorgekommen und werden von Julius zur Stütze seiner Theorie herangezogen; es ist aber viel wahrscheinlicher, daß die Duplizität infolge nicht genügend genauer Fokussierung entstanden ist.

Die häufig in Flecken und Protuberanzen beobachteten starken Verzerrungen und Verschiebungen von Linien, die, nach dem Dopplerschen Prinzip gedeutet, zu sehr starken Bewegungsgeschwindigkeiten führen, lassen sich nach der Juliusschen Theorie ebenfalls erklären, nämlich dann, wenn nur der zwischen den Linien a und b resp. a_1 und b_1 (Fig. 162) liegende Teil zur Erscheinung gelangt. Die hellen gekrümmten Linien, welche häufig unmittelbar in der Nähe der Sonnenflecken auftreten, können ungezwungen als ein Teil desjenigen Lichts aufgefaßt werden, welches im Spektrum der Sonnenflecken an den Stellen der scheinbar verbreiterten Absorptionslinien fehlt. Dann kommen die im Spektroskop beobachteten außerordentlich hohen Bewegungsgeschwindigkeiten in Fortfall, und man wird dann auch die direkt beobachteten enormen Aufstiegsgeschwindigkeiten der Protuberanzen nur als scheinbare ansehen, ebenso wie die Protuberanzen selbst nur als scheinbare Gebilde. Sie sind nach Julius nur zu betrachten als die durch ihre anomale Lichtbrechung sichtbaren Teile von Wirbeln oder „Schaumwellen des gasförmigen Sonnenozeans". „Wenn also eine Protuberanz aufzusteigen scheint, bedeutet dies nur, daß sich die Brandung an verschiedenen Stellen nach einander zeigt. Die unteren, dem Rande näheren Partien werden nach Ausgleichung der in den Wirbeln bestehenden Dichtigkeitsunterschiede wieder unsichtbar; höhere Partien, wo die Wirbelung im allgemeinen später eintritt, leuchten auf, und weil es also nicht die nämliche Materie ist, welche man in den aufeinanderfolgenden Phasen einer Protuberanz erblickt, sondern weil immer andere Teile der Gasmasse durch anomale Dispersion sichtbar werden, gibt es gar kein Aufsteigen mit riesenhafter Geschwindigkeit."

Auch für die zuweilen beobachtete Erscheinung, daß nicht alle Linien einer Protuberanz oder eines Flecks dieselbe Verzerrung zeigen, auch wenn sie demselben Element angehören, soll die Juliussche Hypothese eine prinzipielle Erklärungsmöglichkeit geben, nämlich durch die Annahme, daß ein Teil der sichtbaren Linien tatsächlich Emissionslinien ist, ein Teil aber durch anomale Dispersion erzeugt wird.

Sehr wahrscheinlich wird er glauben, die D-Linien selbst zu erblicken und Licht vor sich zu haben, welches als Eigenlicht von leuchtendem Na-Dampf ausgesendet wird. Die anomale Dispersion kann uns also ein Linienspektrum vortäuschen, während in Wirklichkeit das Licht von einer mit kontinuierlichem Spektrum leuchtenden Strahlungsquelle herrührt.

Die Chromosphäre und die Protuberanzen geben nun ein Linienspektrum (ebenso die umkehrende Schicht im Flash-Spektrum). Obwohl kein Zweifel besteht, daß in der Chromosphäre auch leuchtende Gase vorhanden sind, so wollen wir doch einmal versuchen, diese Erscheinung unter der Annahme zu betrachten, daß das von uns beobachtete Licht nicht das Eigenlicht der Gase ist, sondern ganz oder wenigstens zum größten Teil aus dem weißleuchtenden Sonneninnern stammt und durch anomale Dispersion so gebrochen ist, daß wir es außerhalb des scheinbaren Sonnenrandes sehen. In Fig. 163 sei SS die Schmidtsche Grenzsphäre; im allgemeinen wird ein Lichtstrahl, der bei A nahe tangential aus ihr austritt, auf dem infolge der allgemeinen Strahlenbrechung schwach gekrümmten Wege nach rechts oben gelangen, wo der Beobachter sich befinden soll. Befindet sich über A eine glühende Gasmasse, z. B. Natriumdampf von ungleicher Dichte, so wird dasjenige Licht, dessen Wellenlänge denen der Spektrallinien des Gases nahe liegt, z. B. das den D-Linien benachbarte Licht, infolge der anomalen Dispersion eine stärkere Ablenkung erfahren als das übrige Licht; es werden also Strahlen von diesen Wellenlängen von h nach rechts oben gelangen, welche die Grenzsphäre nahe tangential etwa in B verlassen haben, in einem Punkte, von welchem das gewöhnlich gebrochene Licht nicht nach oben, sondern horizontal nach rechts wandert, dem Beobachter also unsichtbar ist. Dieser wird demnach über dem scheinbar durch die Grenzsphäre SS begrenzten Sonnenball ein Gebiet sehen, welches ein helles Linienspektrum zeigt.

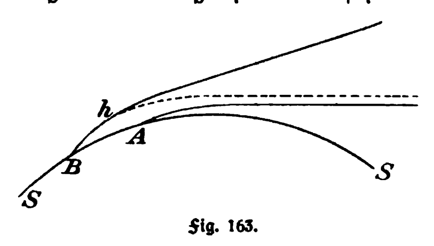


Fig. 163.

Das Chromosphärenspektrum ist im allgemeinen desto einfacher, also ärmer an Linien, je weiter es vom Sonnenrande entfernt ist; am linienreichsten ist das Flash-Spektrum, welches den unmittelbar an den Sonnenrand angrenzenden Teilen zu entstammen scheint. Bei der alten Auffassung, daß es sich ausschließlich um Emissionsspektra leuchtender Gase handelt, muß man daher annehmen, daß die verschiedenen Substanzen in der Chromosphäre schichtenweise über einander liegen. Wenn wir dagegen das Chromosphärenlicht wesentlich als durch anomale Dispersion uns zugesandtes Photosphärenlicht ansehen, so können wir uns die gasförmige Sonnenmaterie im wesentlichen als ein chemisch homogenes Gemisch vorstellen. Dies erscheint als ein großer Vorzug der Juliusschen Auffassung. Bei ihr ergibt sich die Tatsache, daß die verschiedenen Linien des Chromosphärenspektrums in verschiedener Entfernung vom Sonnenrande sichtbar sind, als eine Folge der

verschieden starken anomalen Dispersion, der verschiedenen absoluten Dichtigkeit und daher verschiedenen Dichtigkeitsänderung der einzelnen mit einander gemischten Stoffe.

Wie ein Blick auf Fig. 162 zeigt, müssen die durch anomale Dispersion entstandenen Linien nach dem Sonnenrande dicker werden, wie das ja auch der Fall ist. Auch der verschiedene Charakter der Flash-Linien in bezug auf ihre Intensität und ihre geringe Verschiebung würde sich durch die Juliussche Hypothese erklären lassen. Da lokale Dichtigkeitsabnahmen nicht bloß von innen nach außen, sondern auch umgekehrt vorkommen können, so müßten die Chromosphärenlinien eigentlich feine Doppellinien sein; auch derartige Verdoppelungen sind in Aufnahmen des Flash-Spektrums vorgekommen und werden von Julius zur Stütze seiner Theorie herangezogen; es ist aber viel wahrscheinlicher, daß die Duplizität infolge nicht genügend genauer Fokussierung entstanden ist.

Die häufig in Flecken und Protuberanzen beobachteten starken Verzerrungen und Verschiebungen von Linien, die, nach dem Dopplerschen Prinzip gedeutet, zu sehr starken Bewegungsgeschwindigkeiten führen, lassen sich nach der Juliusschen Theorie ebenfalls erklären, nämlich dann, wenn nur der zwischen den Linien a und b resp. a_1 und b_1 (Fig. 162) liegende Teil zur Erscheinung gelangt. Die hellen gekrümmten Linien, welche häufig unmittelbar in der Nähe der Sonnenflecken auftreten, können ungezwungen als ein Teil desjenigen Lichts aufgefaßt werden, welches im Spektrum der Sonnenflecken an den Stellen der scheinbar verbreiterten Absorptionslinien fehlt. Dann kommen die im Spektroskop beobachteten außerordentlich hohen Bewegungsgeschwindigkeiten in Fortfall, und man wird dann auch die direkt beobachteten enormen Aufstiegsgeschwindigkeiten der Protuberanzen nur als scheinbare ansehen, ebenso wie die Protuberanzen selbst nur als scheinbare Gebilde. Sie sind nach Julius nur zu betrachten als die durch ihre anomale Lichtbrechung sichtbaren Teile von Wirbeln oder „Schaumwellen des gasförmigen Sonnenozeans". „Wenn also eine Protuberanz aufzusteigen scheint, bedeutet dies nur, daß sich die Brandung an verschiedenen Stellen nach einander zeigt. Die unteren, dem Rande näheren Partien werden nach Ausgleichung der in den Wirbeln bestehenden Dichtigkeitsunterschiede wieder unsichtbar; höhere Partien, wo die Wirbelung im allgemeinen später eintritt, leuchten auf, und weil es also nicht die nämliche Materie ist, welche man in den aufeinanderfolgenden Phasen einer Protuberanz erblickt, sondern weil immer andere Teile der Gasmasse durch anomale Dispersion sichtbar werden, gibt es gar kein Aufsteigen mit riesenhafter Geschwindigkeit."

Auch für die zuweilen beobachtete Erscheinung, daß nicht alle Linien einer Protuberanz oder eines Flecks dieselbe Verzerrung zeigen, auch wenn sie demselben Element angehören, soll die Juliussche Hypothese eine prinzipielle Erklärungsmöglichkeit geben, nämlich durch die Annahme, daß ein Teil der sichtbaren Linien tatsächlich Emissionslinien ist, ein Teil aber durch anomale Dispersion erzeugt wird.

Sehr wahrscheinlich wird er glauben, die D-Linien selbst zu erblicken und Licht vor sich zu haben, welches als Eigenlicht von leuchtendem Na-Dampf ausgesendet wird. Die anomale Dispersion kann uns also ein Linienspektrum vortäuschen, während in Wirklichkeit das Licht von einer mit kontinuierlichem Spektrum leuchtenden Strahlungsquelle herrührt.

Die Chromosphäre und die Protuberanzen geben nun ein Linienspektrum (ebenso die umkehrende Schicht im Flash-Spektrum). Obwohl kein Zweifel besteht, daß in der Chromosphäre auch leuchtende Gase vorhanden sind, so wollen wir doch einmal versuchen, diese Erscheinung unter der Annahme zu betrachten, daß das von uns beobachtete Licht nicht das Eigenlicht der Gase ist, sondern ganz oder wenigstens zum größten Teil aus dem weißleuchtenden Sonneninnern stammt und durch anomale Dispersion so gebrochen ist, daß wir es außerhalb des scheinbaren Sonnenrandes sehen. In Fig. 163 sei SS die Schmidtsche Grenzsphäre; im allgemeinen wird ein Lichtstrahl, der bei A nahe tangential aus ihr austritt, auf dem infolge der allgemeinen Strahlenbrechung schwach gekrümmten Wege nach rechts oben gelangen, wo der Beobachter sich befinden soll. Befindet sich über A eine glühende Gasmasse, z. B. Natriumdampf von ungleicher Dichte, so wird dasjenige Licht, dessen Wellenlänge denen der Spektrallinien des Gases nahe liegt, z. B. das den D-Linien benachbarte Licht, infolge der anomalen Dispersion eine stärkere Ablenkung erfahren als das übrige Licht; es werden also Strahlen von diesen Wellenlängen von h nach rechts oben gelangen, welche die Grenzsphäre nahe tangential etwa in B verlassen haben, in einem Punkte, von welchem das gewöhnlich gebrochene Licht nicht nach oben, sondern horizontal nach rechts wandert, dem Beobachter also unsichtbar ist. Dieser wird demnach über dem scheinbar durch die Grenzsphäre SS begrenzten Sonnenball ein Gebiet sehen, welches ein helles Linienspektrum zeigt.

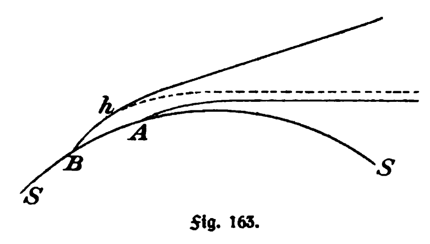


Fig. 163.

Das Chromosphärenspektrum ist im allgemeinen desto einfacher, also ärmer an Linien, je weiter es vom Sonnenrande entfernt ist; am linienreichsten ist das Flash-Spektrum, welches den unmittelbar an den Sonnenrand angrenzenden Teilen zu entstammen scheint. Bei der alten Auffassung, daß es sich ausschließlich um Emissionsspektra leuchtender Gase handelt, muß man daher annehmen, daß die verschiedenen Substanzen in der Chromosphäre schichtenweise über einander liegen. Wenn wir dagegen das Chromosphärenlicht wesentlich als durch anomale Dispersion uns zugesandtes Photosphärenlicht ansehen, so können wir uns die gasförmige Sonnenmaterie im wesentlichen als ein chemisch homogenes Gemisch vorstellen. Dies erscheint als ein großer Vorzug der Juliusschen Auffassung. Bei ihr ergibt sich die Tatsache, daß die verschiedenen Linien des Chromosphärenspektrums in verschiedener Entfernung vom Sonnenrande sichtbar sind, als eine Folge der

verschieden starken anomalen Dispersion, der verschiedenen absoluten Dichtigkeit und daher verschiedenen Dichtigkeitsänderung der einzelnen mit einander gemischten Stoffe.

Wie ein Blick auf Fig. 162 zeigt, müssen die durch anomale Dispersion entstandenen Linien nach dem Sonnenrande dicker werden, wie das ja auch der Fall ist. Auch der verschiedene Charakter der Flash-Linien in bezug auf ihre Intensität und ihre geringe Verschiebung würde sich durch die Juliussche Hypothese erklären lassen. Da lokale Dichtigkeitsabnahmen nicht bloß von innen nach außen, sondern auch umgekehrt vorkommen können, so müßten die Chromosphärenlinien eigentlich feine Doppellinien sein; auch derartige Verdoppelungen sind in Aufnahmen des Flash-Spektrums vorgekommen und werden von Julius zur Stütze seiner Theorie herangezogen; es ist aber viel wahrscheinlicher, daß die Duplizität infolge nicht genügend genauer Fokussierung entstanden ist.

Die häufig in Flecken und Protuberanzen beobachteten starken Verzerrungen und Verschiebungen von Linien, die, nach dem Dopplerschen Prinzip gedeutet, zu sehr starken Bewegungsgeschwindigkeiten führen, lassen sich nach der Juliusschen Theorie ebenfalls erklären, nämlich dann, wenn nur der zwischen den Linien a und b resp. a_1 und b_1 (Fig. 162) liegende Teil zur Erscheinung gelangt. Die hellen gekrümmten Linien, welche häufig unmittelbar in der Nähe der Sonnenflecken auftreten, können ungezwungen als ein Teil desjenigen Lichts aufgefaßt werden, welches im Spektrum der Sonnenflecken an den Stellen der scheinbar verbreiterten Absorptionslinien fehlt. Dann kommen die im Spektroskop beobachteten außerordentlich hohen Bewegungsgeschwindigkeiten in Fortfall, und man wird dann auch die direkt beobachteten enormen Aufstiegsgeschwindigkeiten der Protuberanzen nur als scheinbare ansehen, ebenso wie die Protuberanzen selbst nur als scheinbare Gebilde. Sie sind nach Julius nur zu betrachten als die durch ihre anomale Lichtbrechung sichtbaren Teile von Wirbeln oder „Schaumwellen des gasförmigen Sonnenozeans". „Wenn also eine Protuberanz aufzusteigen scheint, bedeutet dies nur, daß sich die Brandung an verschiedenen Stellen nach einander zeigt. Die unteren, dem Rande näheren Partien werden nach Ausgleichung der in den Wirbeln bestehenden Dichtigkeitsunterschiede wieder unsichtbar; höhere Partien, wo die Wirbelung im allgemeinen später eintritt, leuchten auf, und weil es also nicht die nämliche Materie ist, welche man in den aufeinanderfolgenden Phasen einer Protuberanz erblickt, sondern weil immer andere Teile der Gasmasse durch anomale Dispersion sichtbar werden, gibt es gar kein Aufsteigen mit riesenhafter Geschwindigkeit."

Auch für die zuweilen beobachtete Erscheinung, daß nicht alle Linien einer Protuberanz oder eines Flecks dieselbe Verzerrung zeigen, auch wenn sie demselben Element angehören, soll die Juliussche Hypothese eine prinzipielle Erklärungsmöglichkeit geben, nämlich durch die Annahme, daß ein Teil der sichtbaren Linien tatsächlich Emissionslinien ist, ein Teil aber durch anomale Dispersion erzeugt wird.

Pringsheim schließt seine Darstellung der Juliusschen Theorie mit folgenden Worten: „Die Berücksichtigung der Brechung und Dispersion auf der Sonne ist somit imstande, den größten Teil der auf der Sonne beobachteten Erscheinungen einfach und einheitlich zu erklären, ohne sich irgendwo in Widerspruch mit bekannten physikalischen Tatsachen zu setzen. In dieser Beziehung ist die neue Theorie allen früheren Anschauungen über das Wesen der Sonne und ihrer Phänomene wesentlich überlegen. Aber noch ist eine große Arbeit zu tun, ehe sich entscheiden läßt, wie weit die neue Anschauung imstande ist und genügt, alle Einzelheiten der Beobachtung verständlich zu machen. Dafür können einerseits Versuche im Laboratorium herangezogen werden, welche uns die anomale Dispersion der Gase genauer und bei einer größeren Anzahl von Elementen kennen lehren als bisher; andrerseits lassen sich aus den Grundlagen der Theorie Schlüsse auf die zu erwartenden Phänomene ziehen, welche durch eine genauere Durchführung der Sonnenbeobachtung geprüft werden können. Wenn man aber das bisher schon Geleistete überblickt, wird man es als zum mindesten nicht unbescheiden bezeichnen müssen, wenn Julius seine grundlegende Arbeit mit den Worten schließt: »Zweifellos darf in Zukunft keine Theorie der Sonne die Gesetze der Refraktion außer acht lassen«."

Diesem letzten Satze kann nur unbedingt zugestimmt werden, und es muß überhaupt hervorgehoben werden, daß die Juliussche Theorie als eine sehr geistvolle Interpretation der solaren Erscheinungen zu betrachten ist. Sie vermag einige und dabei manche seltene Erscheinungen zu erklären; aber mit einer der einfachsten und allgemein bekanntesten Tatsachen steht sie in einem krassen Widerspruche: Die Protuberanzen erscheinen in den Linien des Kalziums, Heliums und Wasserstoffs in genau derselben Form und Größe. Es müßte also entweder den Linien dieser drei Elemente genau die gleiche anomale Dispersion zukommen, oder die Dichtigkeiten der drei Elemente müßten stets in einem solchen Verhältnisse stehen, daß gleich starke Wirkungen resultieren; beide Annahmen sind höchst unwahrscheinlich. Dabei hat man bei diesen Elementen überhaupt bisher noch keine anomale Dispersion beobachten können, während die Erscheinungen des Natriums, welches die anomale Dispersion im höchsten Maße zeigt, gar keine besonders auffällige Rolle am Sonnenrande spielen.

Diesen Einwürfen gegenüber hat Julius nur erwidern können, daß die experimentellen Verhältnisse im Laboratorium den Verhältnissen auf der Sonne nicht annähernd gleich seien, daß also das Fehlen oder der verschwindend kleine Betrag der anomalen Dispersion bei irgend einem Element im Laboratorium kein Beweis für das Fehlen auf der Sonne sei. Diesem bedenklichen Schlusse gegenüber kann man den umgekehrten mit derselben Berechtigung gegenüberstellen: Das Auftreten der starken anomalen Dispersion beim Natrium im Laboratorium beweist nicht, daß Natrium auf der Sonne anomale Dispersion zeigt. Wenn aber Laboratoriumsresultate gar keine Anwendung auf die Sonne zu finden brauchen, dann sind alle

Erklärungen über Sonnenphänomene illusorisch, insbesondere auch diejenigen durch anomale Dispersion.

Wir haben im Vorstehenden versucht, an der Hand einiger allgemeinen Theorien eine Anschauung von der Entwicklung der Ideen über die Konstitution der Sonne von den ältesten Zeiten an bis zum gegenwärtigen Augenblick zu geben. Es ist aber klar, daß damit das vorliegende Thema durchaus nicht erschöpft ist, da manche Beiträge zur Sonnenphysik, vielleicht gerade die wertvollsten, gar nicht in der Form umfassender Sonnentheorien gegeben worden sind, sondern in der Form spezieller Studien über Sonnenphänomene. Zum Teil sind dieselben vollständig in ein mathematisches Gewand gekleidet, so daß sie kaum dem allgemeinen Verständnis näher zu rücken sind; aus diesem Grunde und dem des beschränkten Raumes kann an eine vollständige Darlegung derselben ebensowenig gedacht werden als bei den allgemeinen Sonnentheorien. So kann auch hier nur eine Auswahl vorgeführt werden.

Theorien über das Rotationsgesetz der Sonne und die Periodizität der Sonnentätigkeit.

Man hat in früheren Jahren die Ursache der Periodizität der Sonnenflecken — oder überhaupt der Sonnentätigkeit — in äußeren Einwirkungen auf die Sonne zu erklären versucht, also besonders durch die wiederkehrenden Konstellationen der Planeten. Ein gewisses Interesse bietet in dieser Beziehung eine von Sellmaier ausgeführte Untersuchung. Derselbe nahm an, daß ein Sonnenfleckenmaximum der 11 jährigen Periode dann entsteht, wenn die Planeten Venus, Erde und Jupiter mit der Sonne annähernd eine gerade Linie bilden. Ekholm hat neuerdings die hiernach zu erwartende Periode berechnet und mit der Sonnenfleckenperiode, wie er sie aus den jetzigen Beobachtungen in Verbindung mit älteren chinesischen Aufzeichnungen abgeleitet hat, verglichen. Es zeigt sich hierbei eine ganz auffallend gute Übereinstimmung in den mittleren Periodenlängen, wenngleich natürlich die einzelnen Perioden zuweilen stark von einander abweichen. Dasselbe läßt sich ableiten für die allerdings sehr viel unsicherere Periode von etwas mehr als $7^1/_2$ Monaten, die Wolf gefunden hat, und die dem mittleren synodischen Umlauf von Venus und Jupiter genau gleich ist.

Die außerordentlich gute Übereinstimmung der Sonnenfleckenperioden mit Planetenkonstellationen ist nach Ekholm wohl kaum als eine zufällige zu betrachten; sie findet aber keine Erklärung durch Gravitationskräfte, an die man doch in erster Linie zu denken hätte, und die Gezeitenwirkungen auf die Sonne ausüben. Die letzteren sind nämlich bei den großen Entfernungen der Planeten von der Sonne und den relativ geringen Planetenmassen verschwindend klein; die entstehenden Fluterhebungen auf der Sonne sind nur nach Millimetern zu berechnen. Der Versuch, die Periodizität der

Sonnentätigkeit auf Gravitationswirkungen der Planeten zurückzuführen, hat daher heute nur noch historisches Interesse; die Hinzuziehung anderer äußerer Kräfte, z. B. solche elektrischer Art, ist aber noch kürzlich versucht worden, worauf weiter unten einzugehen sein wird.

Die Theorie von Wilsing. Es wird die Annahme gemacht, daß sich im Sonneninnern ein Kern befindet, dessen Aggregatzustand gleichgültig ist, der sich aber vermöge des starken Druckes, unter welchem er steht, ähnlich wie ein fester Körper verhält, jedenfalls aber wie ein solcher rotiert, d. h. mit gleicher Winkelgeschwindigkeit. Dieser Kern, dessen Oberfläche weit unterhalb des Niveaus der Sonnenflecken zu suchen ist, ist mit einer gasförmigen Hülle von nach außen abnehmendem Druck und Temperatur umgeben. Die Hülle rotiert zwar um dieselbe Achse, doch hat sie aus ursprünglichen Ursachen in den verschiedenen Breiten verschiedene Winkelgeschwindigkeiten, wie sie durch die Bewegung der Flecken erkennbar sind. In dieser Atmosphäre sind Strömungen vorhanden; die innere Reibung der Gase wirkt sowohl diesen Strömungen entgegen, als sie auch die Unterschiede zwischen der Rotation der Hülle und derjenigen des Kerns auszugleichen strebt. Auf Grund sehr komplizierter hydrodynamischer Untersuchungen zeigt nun zunächst Wilsing, daß sich die Zeiträume, innerhalb welcher sich die Geschwindigkeiten um merkbare Beträge ändern können, als so große gegenüber der bis jetzt verflossenen Beobachtungszeit ergeben, daß der Zustand der Sonnenrotation als eine der jetzigen Entwicklungsstufe der Sonne eigentümliche, konstant bestehende Erscheinung zu betrachten ist.

Die Wilsingsche Erklärung stützt sich auf eine von Darwin geführte und zur Entwicklungsgeschichte der Erde benutzte Untersuchung, nach welcher Massenverschiebungen innerhalb eines rotierenden Flüssigkeits- oder Gasballes, sofern sie nicht vollständig symmetrisch zur Rotationsachse stattfinden, bewirken, daß die momentane Rotationsachse nicht mehr genau mit der Symmetrieachse (kleinste Achse eines Rotationsellipsoids) zusammenfällt. Die bewegliche Masse strebt allerdings, diese Störung auszugleichen und einen Gleichgewichtszustand herzustellen, in welchem wiederum beide Achsen zusammenfallen; allein die innere Reibung setzt der Bewegung einen Widerstand entgegen, welcher die Ausgleichung verzögert und das Anwachsen der Gleichgewichtsstörung bis zu einem bestimmten Betrage ermöglicht. Eine, wenn auch sehr langsame, Massenverschiebung findet aber in der Sonne sicherlich statt, nämlich durch ihre allmähliche Zusammenziehung und Verdichtung. Diese wird eine zunächst zunehmende Abweichung der Rotationsachse von der Symmetrieachse verursachen, die so lange anhält, bis eine plötzlich einsetzende Ausgleichung dadurch eintritt, daß endlich die innere Reibung den auf die Herstellung des ursprünglichen Zustandes gerichteten Kräften nicht mehr Widerstand zu leisten vermag. So entsteht eine periodische Veränderung im Zustande des Sonneninnern. Die äußeren Reaktionen dieser Vorgänge werden wesentlich durch die Sonnenflecken und die Protuberanzen sichtbar. Auch für die Häufigkeitskurve der Sonnenflecken

ist das verhältnismäßig schnelle Anwachsen nach dem Minimum charakteristisch; es findet eine Diskontinuität statt, welche sich auch in der Tatsache widerspiegelt, daß die heliozentrische Zone größter Fleckenhäufigkeit nach dem Minimum sprungartig vom Äquator nach den Polen rückt.

Es ist ersichtlich, wie die Regelmäßigkeit des Verlaufs durch Nebenumstände beträchtlich modifiziert werden kann, so daß nur in den Mittelwerten einer großen Anzahl von Perioden eine Übereinstimmung zu erwarten ist. Auch in dieser Beziehung ist also eine bessere Anpassung an die tatsächlichen Verhältnisse möglich, als es die Regelmäßigkeit planetarischer Bewegungen gestattet. Finden ferner die Reaktionen vorzugsweise an den Stellen und in derjenigen Richtung statt, wo die bewegenden Kräfte ihr Maximum erreichen, so hat man in der Nähe des Äquators die beträchtlichsten Wirkungen zu erwarten. Wilsing schließt seine Darlegungen mit folgenden Worten: „Die versuchte Erklärung der Periodizität beruht also auf den physikalischen Eigenschaften, welche man der Materie im Innern des Sonnenkörpers auf Grund unserer allerdings beschränkten Erfahrungen glaubt beilegen zu dürfen. Doch wird man zugeben müssen, daß die vorausgesetzten Eigenschaften in einer bestimmten Entwicklungsphase notwendig vorhanden sein werden ...."

Die Wilsingsche Theorie kann natürlich nicht erklären, wie der einzelne Sonnenfleck oder eine Protuberanz zur Bildung gelangt; sie kann nur zeigen, daß zu gewissen Zeiten und an bevorzugten Stellen eine mehr oder weniger starke Disposition zur Fleckenbildung vorhanden ist. Aus der Theorie selbst aber ist zu schließen, daß diese Disposition die Folge wechselnder Strömungsverhältnisse ist; es wird also, wie bei den meisten Sonnentheorien, die Entstehung der Flecken auf besondere atmosphärische Strömungen zurückgeführt.

Die Theorie von Wilczynski. Ebenfalls auf Grund hydrodynamischer Untersuchungen, allerdings ohne Berücksichtigung der Reibung, versucht Wilczynski zu zeigen, daß die Oberfläche einer gasförmigen Masse überhaupt gar nicht wie diejenige eines starren Körpers rotieren kann. Er findet, daß die Winkelgeschwindigkeit eines rotierenden Teilchens allein abhängig ist von dem Abstande dieses Teilchens von der Achse, d. h., daß in jeder Zylinderfläche, die wir uns um die Rotationsachse denken können, alle Teile die gleiche Winkelgeschwindigkeit besitzen. Das Gesetz aber, nach welchem die Änderung der Winkelgeschwindigkeit jedes Zylinders von dem Abstande von der Achse abhängt, läßt sich nicht ermitteln, da hierfür die Änderungen von Temperatur und Druck im Innern der Sonne maßgebend sind.

Da nun die verschiedenen Zylinder die kugelförmige Begrenzung der Gasoberfläche in verschiedenen Breiten schneiden, so folgt hieraus eine Abhängigkeit der Rotation von der Breite; daß alle Zylinder die gleiche Rotationsgeschwindigkeit besitzen sollten, wodurch dann auch gleichförmige Rotation der Oberfläche erzielt würde, wäre ein ganz außerordentlich un-

wahrscheinlicher Spezialfall. Kennt man das Gesetz der Rotation der Oberfläche und damit auch dasjenige der Zylinder, so ließe sich umgekehrt das Gesetz der Temperatur- und Druckverteilung im Innern der Sonne ableiten. Reibung und Strömungen, die bei der Wilczynskischen Theorie ohne Berücksichtigung geblieben sind, werden, wie Wilsing gezeigt hat, in sehr langen Zeiträumen modifizierend einwirken; man kann aber den Rotationszustand, wie ihn Wilczynski ableitet, als den Anfangszustand der Rotation betrachten, den Wilsing als gegeben voraussetzt.

In einer weiteren Untersuchung führt nun Wilczynski die innere Reibung ein, macht aber die vereinfachende Voraussetzung, daß es sich nicht um die Rotation einer Gasmasse, sondern um diejenige einer nicht zusammendrückbaren Flüssigkeit handle. Es wird dann die Möglichkeit abgeleitet, daß die Winkelgeschwindigkeit auch von der Zeit abhängt, und zwar in periodischer Weise, ebenso aber auch unter gewissen anderen Voraussetzungen, daß die Temperatur sich periodisch ändern muß.

Um das Verständnis der zunächst zu besprechenden Emdenschen Sonnentheorie zu ermöglichen, muß erst ziemlich weit ausgeholt werden, da sie sich auf eine Theorie der Wellenbildung zwischen zwei an einander gleitenden Flüssigkeitsschichten bezieht, die von v. Helmholtz zur Erklärung gewisser Wolkenbildungen entwickelt worden ist.

Die Grenzfläche zwischen zwei sich berührenden, aber in Ruhe befindlichen Flüssigkeitsschichten ist stets im stabilen Gleichgewicht, d. h. die Fläche ist bestrebt, nach Störungen ihre ursprüngliche Gleichgewichtslage wieder anzunehmen. Die Wasseroberfläche stellt eine solche Grenzschicht dar, nämlich zwischen Wasser und Luft (Gase sind hier allgemein als Flüssigkeiten betrachtet). Bei Windstille ist die Fläche eines Teiches in vollkommener Glätte und Ruhe; wird durch einen in das Wasser geworfenen Stein die Ruhe gestört, so ist das Bestreben vorhanden, die hierdurch entstandene Wellenbewegung wieder zu vernichten: nach einiger Zeit ist wieder völlige Ruhe und Glätte der Oberfläche eingetreten.

Vollständig anders liegt die Sache, wenn die Schichten gegeneinander gleiten; dann herrscht labiles Gleichgewicht, d. h. es ist wohl denkbar, daß die Wasseroberfläche in der Ruhelage bleiben könnte, sobald aber irgend die kleinste Störung durch eine andere Ursache eintritt, kommt die Fläche nicht mehr in Ruhe, sondern wird nach Maßgabe der Stärke des Fließens der Schichten (des Windes) von diesem kleinsten Anfange bis zu einem gewissen Maximum in Wellenbewegung versetzt. Solche kleinsten Störungen sind aber stets vorhanden, und deshalb muß unter allen Umständen Wellenbewegung beim Gleiten oder Fließen der Schichten eintreten. Bei großen Gleitgeschwindigkeiten bleibt es nun nicht bei einer regelmäßigen Wellenbewegung, sondern es kommt zu einer heftigen Vermischung der beiden Flüssigkeiten. Es wird alsdann nämlich der Wellenberg stark vor-

wärtsgedrückt, während das Wellental keinen oder geringeren Winddruck erhält. Die Welle wird dadurch auf ihrer Vorderseite immer steiler, bis sie zuletzt überhängend wird und zusammenstürzt; das Vermischungsprodukt von Wasser und Luft ist der Schaum, den wir bei Sturm auf den Meereswellen sehen. Bei geringer Wassertiefe, also meist in der Nähe der Küsten, ist eine andere Ursache zur Zerstörung der Wellen und damit zur Vermischung von Wasser und Luft gegeben; es findet hier eine Reibung des untersten Teiles der Welle auf dem Boden statt. Dadurch bleibt der untere Teil zurück, der obere eilt vor; das Resultat ist dasselbe wie bei starkem Winde.

Genau der gleiche Vorgang wie bei Luft gegen Wasser findet nun auch in der Trennungsfläche zweier Gasschichten statt, nur können wir die Erscheinungen für gewöhnlich nicht sehen. Es ist aber doch ein großer und wichtiger Unterschied vorhanden. Das Vermischungsprodukt der zusammenstürzenden Wellen, der Wasserschaum, ist bei den großen Unterschieden im spezifischen Gewicht und der geringen Zähigkeit freier Wasserhäutchen nur von sehr kurzem Bestand; die Entmischung findet in ganz kurzer Zeit statt. In einem Meere von Seifenwasser, welches außerordentlich zähe Häutchen bildet, würde sich bei jedem Sturme der Schaum zu haushohen Klumpen zusammenballen. Bei Gasschichten, deren spezifische Gewichte nur geringen Unterschied besitzen, ist die Tendenz zur Entmischung gar nicht vorhanden; es entsteht vielmehr als das Produkt der Wellenbewegung eine schließlich vollständige Vermischung der beiden Schichten.

Auch in den Dimensionen der Wellen bestehen Unterschiede; bei gleichen Windstärken sind sie bei Wasser sehr viel kleiner als bei Luftschichten allein. Es seien zwei Luftschichten vorausgesetzt, von denen die obere um 10° wärmer sei als die untere — der umgekehrte Fall ist nicht möglich, weil sonst unmittelbare Vermischung durch das Herabsinken der oberen kälteren, daher spezifisch schwereren, Luftschicht entstehen würde. Bei sehr mäßiger Windgeschwindigkeit beobachtet man nun auf dem Meere Wellen von 1^{m} Länge. Die gleiche Geschwindigkeit auf die beiden angenommenen Luftschichten übertragen, würde bereits Wellen von 2^{km} bis 5^{km} erzeugen. Größeren Meereswellen von 5^{m} bis 10^{m} Länge, die keineswegs selten sind, würden in den angenommenen Schichten Luftwellen von 15^{km} bis 30^{km} entsprechen. Die Formen der Wellen sind in beiden Fällen immer ähnlich, also sind die Höhendimensionen der Luftwellen ebenfalls sehr beträchtlich.

Die Luftwellen sind nun für gewöhnlich nicht sichtbar; v. Helmholtz hat aber darauf aufmerksam gemacht, daß sie recht häufig erscheinen, nämlich dann, wenn die untere Schicht nahezu mit Wasserdampf gesättigt ist. Jede Ursache, welche den Druck vermindert, muß dann einen plötzlichen Niederschlag des Wasserdampfes in Form von Nebel oder Wolken erzeugen. Daß das stets eintritt, kann man leicht beobachten, z. B. beim Öffnen einer Bierflasche, in deren Luftraum unmittelbar nach dem Öffnen, also nach der Druckverminderung, ein deutlicher Nebel sichtbar wird. Eine Druckverminde-

rung findet nun stets in den Wellenbergen statt; hier muß sich also der Wasserdampf niederschlagen, und es erscheinen dann streifige, parallele Wolkenzüge von verschiedener Breite, die sich zuweilen über weite Himmelsflächen in regelmäßiger Wiederholung erstrecken. Es sind die Zirruswolken, die, bei uns fast stets von Westen oder Südwesten ziehend, in gewaltiger Höhe heraneilen. Nicht immer sind die Zirrusstreifen glatt und gleichmäßig, sondern häufig sind sie in regelmäßiger Weise wieder unterbrochen. Zuweilen unterscheidet man deutlich zwei Streifensysteme, die gegen einander bis zu einem rechten Winkel geneigt sind; es bietet sich dann die bekannte Erscheinung der Schäfchenwolken dar. Auch das ist nicht schwer zu erklären. Es braucht eben nur der Anstoß zur Wellenbewegung von zwei verschiedenen Seiten herzukommen, so entstehen schräg oder senkrecht gegen einander gerichtete Wellenzüge, die mit einander interferierend das Bild der Schäfchenwolken geben.

In der Form der Zirruswolken bekommen wir nur die kleinen atmosphärischen Wellen zu Gesicht, deren Länge 200^{m} kaum übersteigen wird. Die mittleren Wellen werden nur selten erkennbar, was zum Teil daran liegen wird, daß man alsdann gleichzeitig nur noch wenige Wellenzüge übersehen kann. Zweifellos aber kommt zur Erschwerung der Sichtbarkeit noch hinzu, daß es bei größeren Wellen in den Wellenbergen nicht mehr bloß beim Niederschlag des Wassers zu Nebel stehen bleibt, sondern schon die zweite Niederschlagsstufe, die Ausscheidung von Regen, erfolgt und hierdurch die Erscheinung verwischt wird. Die ganz großen Wellen von 15^{km} bis 30^{km} Länge können wieder häufiger und besser beobachtet werden. Als Wellen sind sie zwar nicht mehr zu erkennen, da ihre Länge bei der mittleren Wolkenhöhe schon beinahe den ganzen sichtbaren Himmel umfaßt. Sie verursachen den Zustand, den wir unter böigem Wetter verstehen, jenen seltsamen periodischen Wechsel von klarem Himmel mit schönstem Sonnenschein und dunkel dräuenden, von heftigen Stürmen begleiteten, unheimlich schnell ziehenden Wolkenmassen, aus denen Regen und Hagel herabprasselt, nicht selten durchzuckt von grellen Blitzen. Wir haben es bei den Böen mit brandenden Wellen zu tun. Bei der nach vielen Kilometern zählenden Länge der Wellen ist natürlich auch ihre Höhe nach Tausenden von Metern zu berechnen; für derartige Wellen aber ist unsere Atmosphäre seicht wie das Meer in der Nähe des Strandes. Der untere Teil der Welle bleibt wie auf dem Meere durch Reibung am Erdboden zurück, der obere eilt vor und überstürzt sich. Die eigentliche Böe ist der Wellenberg, erfüllt mit dem kondensierten Wasserdampf, der seinerseits zu Regen verdichtet wird. Das Wellental wird repräsentiert durch die Ruhepause zwischen den einzelnen Böen, Luft unter stärkerem Druck, daher ohne Kondensation, ohne Wolken.

Um die Emdensche Sonnentheorie verständlich zu machen, wäre es nicht nötig gewesen, die v. Helmholtzsche Theorie der Luftwellen vollständig darzulegen; es würde genügt haben, sie bis zur Erklärung der Vermischung

der zwei Schichten zu beschreiben. Wir werden aber später bei anderer Gelegenheit noch einmal auf die v. Helmholtzsche Theorie zurückkommen müssen, wobei auch die Wolkenbildung in Frage tritt.

Die Theorie von Emden. Emden betrachtet die Sonne als rotierende Kugel. Da Wärmeleitung allein zu geringe Wärmemengen von innen nach der Oberfläche transportieren würde, ist die Sonne ganz oder in beträchtliche Tiefen hinab als flüssige oder gasförmige Masse aufzufassen, die durch Wärmeabgabe dichter wird, so daß durch die Wärmeausstrahlung auf- und absteigende Strömungen und durch deren Mischung mehr oder minder gleichmäßige Wärmeabgabe derselben bewirkt werden. Hätte die Sonne einen festen Kern, so würde dies hieran nichts ändern; die eintretende Schichtenbildung würde dann eben nur bis zur Oberfläche dieses festen Kerns hinabreichen. Diese Gaskugel soll anfangs im diabatischen Gleichgewicht stehen, d. h. Dichte, Druck und Temperatur sollen durch die ganze Masse hindurch so variieren, daß ein beliebiges Teilchen bei beliebiger, vor Wärmeaustausch geschützter Verschiebung im Sonneninnern in bezug auf Dichte, Druck und Temperatur stets mit dem augenblicklich verdrängten Teilchen übereinstimmt. In einer nicht rotierenden Kugel muß durch Mischung auf- und absteigender Strömungen dieser Zustand stets herbeigeführt werden. (Siehe auch die Sonnentheorie von v. Oppolzer, S. 416.)

Die Massen an der Oberfläche der Sonne geben Wärme ab, werden dadurch dichter und müssen in die Tiefe sinken. Würde die Sonne nicht rotieren, so würden bei dem angenommenen Gleichgewichtszustande der Sonne diese Massen bis zum Mittelpunkt herabsteigen und daselbst eine gleiche Menge Materie verdrängen, die den freigewordenen Platz an der Oberfläche ausfüllte. Dieses Strömungsbild wird aber durch die Rotation der Sonne vollständig geändert.

Aus Symmetriegründen sind die Flächen gleichen Druckes Rotationsflächen. Die durch Abkühlung dichter gewordenen, einwärtssinkenden Massen müssen zunächst ihre Rotationsgeschwindigkeit beibehalten. Der Sonnenachse sich nähernd, werden sie also gegen die Umgebung immer schneller vorwärts eilen, und ihr Abtrieb muß durch Wachsen der Winkelgeschwindigkeit abnehmen. Die aufsteigenden Massen werden, ihre kleinere Geschwindigkeit beibehaltend, immer schneller rückwärts eilen, mit abnehmendem Auftriebe. Wir erhalten so ungleich dichte, verschieden rasch rotierende Gasmassen, die in einer Grenzfläche an einander vorbeigleiten können. Über die Gestalt dieser Flächen weiß man a priori nichts, als daß es Rotationsflächen sein müssen oder wenigstens Teile von solchen. Nach der v. Helmholtzschen Theorie findet nun an diesen Grenzflächen Wellenbewegung statt; die Wellenzüge werden sich immer gewaltiger ausbilden, vorwärts eilend werden sie überhängend, und an Stelle jeder Welle bildet sich dann durch deren Brandung ein mächtiger Wirbel, in dem der Ausgleich der verschiedenen Geschwindigkeiten und des Wärmegehaltes stattfindet. Nur auf diese Weise kann ein gleichmäßiger Durchkühlungsprozeß der rotierenden Sonne ein-

treten; denn die Verschiedenheit der Rotationsgeschwindigkeiten verhindert das Zustandekommen beträchtlicher Konvektionsströme in radialer Richtung.

Aus der mathematischen Behandlung dieses Problems wird nun eine Reihe von Sätzen abgeleitet:

1. Unter gewissen vereinfachenden Voraussetzungen ergeben sich die Trennungsflächen von Schichten, die bei gleichem Wärmegehalt verschiedene Rotationsgeschwindigkeiten besitzen als Kreis-Zylinder, welche parallel und zentrisch zur Sonnenachse liegen (entspricht dem Resultat von Wilczynski).

2. Sieht man von diesen Vereinfachungen ab, so ist das Gleichgewicht der Grenzfläche stabil, wenn die wärmehaltigere Schicht in der Richtung nach dem Sonnenpol höher liegt.

3. Die Trennungsflächen der Schichten, die sich in der rotierenden Sonne durch Wärmeausstrahlung bilden müssen, liegen derart, daß man sich bei Bewegung auf denselben von der Sonnenachse entfernt, wenn man nach außen geht. Dabei liegt die an Wärme reichere, mit kleinerer Rotationsgeschwindigkeit behaftete Schicht auf der der Sonnenachse zugewandten Seite. Ferner sind die Grenzflächen keine geschlossenen Flächen, sondern Rotationsflächen, welche die Sonnenoberfläche schneiden. Ihre Form ist in nebenstehender Fig. 164 angedeutet.

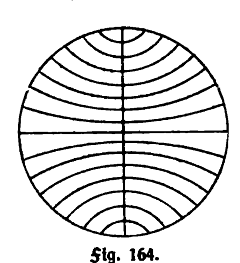


Fig. 164.

Nun ist es wohl ausgeschlossen, daß die Sonne oder der gasförmige Teil derselben vollständig in eine mehr oder minder große Anzahl solcher homogener Schichten zerfällt. Wir haben uns die in Wirklichkeit eintretenden Verhältnisse vielmehr so vorzustellen, daß bei der von außen her stattfindenden Abkühlung der rotierenden Sonne mehr oder minder ausgedehnte Stücke dieser Grenzflächen sich bilden werden. Die Verschiedenheit der linearen Geschwindigkeit zu beiden Seiten der Trennungsfläche regt dieselbe zu immer mächtigerer Wellenbewegung an, zu Wellen, die schließlich überhängend werden und branden und sich dadurch in gewaltige Wirbel verwandeln, innerhalb deren sich die Mischung eines großen Teiles der Massen beider Schichten vollzieht. Inzwischen werden sich an anderen Stellen neue Grenzflächen neu entstandener Schichten gebildet haben, an denen sich derselbe Mischungsprozeß wiederholt.

4. Schneidet eine Grenzfläche die Sonnenoberfläche (Photosphäre), so erhalten wir Partien, die daselbst mit ungleicher Winkelgeschwindigkeit aneinander vorbeigleiten.

5. Kühlt sich die nicht rotierende Sonne von außen ab, so wird die Wirkung der Abkühlung auf die ganze Oberfläche gleichförmig sein, da die durch Konvektionsströme bewirkte Mischung bis in gleiche Sonnentiefen herabreicht. Rotiert die Sonne, so werden jene Strömungen, die sich an den Polen längs der Sonnenachse vollziehen, in keiner Weise gestört. Je näher wir aber dem Äquator kommen, desto weniger tief kann die Strömung hinabgehen,

desto näher der Oberfläche wird sie durch Bildung von Grenzflächen gehemmt, und der Wärmeaustausch kann nur durch Aufrollen derselben und Bildung neuer ungleich langsamer in die Tiefe fortschreiten. Der Wärmeverlust der äquatorialen Partien wird deshalb langsamer ersetzt als der der polaren Gegenden. Die Sonnenoberfläche muß in den polaren Gegenden höhere Temperatur besitzen als am Äquator.

6. Ganz dieselben Überlegungen können angestellt werden in bezug auf den Austausch der Winkelgeschwindigkeiten in polaren und äquatorialen Gegenden. Die äußeren Teile der Sonne ziehen sich durch Abkühlung zusammen, ihre Winkelgeschwindigkeit vergrößert sich, und die Hülle muß dem Kern voraneilen. Die in polaren Gegenden ungestört in größte Tiefen hinabreichenden Konvektionsströme sorgen für Ausgleich der Winkelgeschwindigkeit. Je näher wir dem Äquator kommen, desto eher wird die Strömung durch Grenzflächen gehemmt, und desto langsamer teilt sich die von außen wachsende Winkelgeschwindigkeit den tieferen Schichten mit. Die Sonnenoberfläche muß also in ihren äquatorialen Gegenden größere Winkelgeschwindigkeit besitzen als in den polaren.

Die Erklärung der Sonnenflecken erfolgt nun nach Emden folgendermaßen: Die durch die brandenden Wellen entstehenden Wirbel üben wie alle Wirbel eine Saugwirkung aus. Liegen diese Wirbel nicht allzuweit von der Photosphäre entfernt, so gerät letztere schließlich in das Gebiet der Saugwirkung; sie wird an solchen Stellen hinabgezogen; es entstehen Vertiefungen, welche die Sonnenflecken darstellen. Dann bildet sich ein höchst unregelmäßiger Krater aus; die Strömung wird allmählich stationär, und in demselben Grade wird der Krater unregelmäßigeren Querschnitt annehmen. In radialen Strömen stürzen die photosphärischen Massen in den Strudel hinein; das Aussehen der Absorptionslinien im Spektrum zeigt die heftige Bewegung im Innern an. Die eingesogenen Massen müssen durch andere Massen ersetzt werden, und der Sonnenfleck wird deshalb von einem an Fackeln und Protuberanzen reichen Gebiete umgeben sein.

Entsteht der Wirbel nahe der Sonnenoberfläche, so wird sich sein Rotationssinn (im Sinne der Sonnenrotation) auch in einer gleichsinnigen Drehbewegung des Flecks bemerkbar machen müssen, wie sie auch zuweilen beobachtet wird.

Auch die Verteilung der Flecken auf der Sonnenoberfläche wird erklärt. Die Art und Weise des Entstehens der Schichtbildung und die Betrachtung der Fig. 164 lehren, daß um den Äquator herum eine Zone minimaler Fleckenbildung vorhanden sein muß. Nur äußerst selten kann eine, vielleicht unsymmetrisch ausgebildete, Trennungsfläche durch unsymmetrisches Aufrollen einen Fleck in diesen Regionen verursachen. Auch in höheren Breiten werden sich selten Grenzflächen bilden und dann nur solche, bei denen erst in großen Tiefen genügende Differenz der linearen Geschwindigkeiten zu beiden Seiten und dadurch Wellen- und Wirbelbewegung zustande

kommt. Der Ort maximaler Fleckenhäufigkeit befindet sich also in mittleren Breiten.

Die Periodizität der Fleckenerscheinung vermag zwar die Emdensche Theorie nicht zu erklären, wohl aber, wenn sie vorhanden ist, das Auftreten der Flecken in höheren Breiten nach einem Sonnenfleckenminimum. Ist die Sonnenmasse in einer Periode größter Ruhe, so werden die an der Oberfläche erkaltenden Massen sich verhältnismäßig stark abkühlen können, ehe sie niedersinken. Die Grenzflächen beginnen sich in größerer Tiefe und höherer Breite zu bilden und ebenso die Sonnenflecken. In dem Maße, wie die Sonne unruhiger wird, wird das labile Gleichgewicht der erkaltenden Massen an der Oberfläche rascher ausgelöst; die Massen müssen früher, weniger stark erkaltet niedersinken, und dementsprechend bilden sich Schichten und Flecken in immer niedereren Breiten.

Da über den Flecken, falls sie durch Saugwirkung der im Innern der Sonne arbeitenden Wirbel entstehen, eine absteigende Strömung der die Photosphäre umhüllenden Gase eintreten muß, wie sie v. Oppolzer seiner Theorie der Flecken zugrunde legt, so werden die mannigfachen Vorzüge der v. Oppolzerschen Theorie auch der hier entwickelten zugute kommen.

Die Theorie von Ekholm. Die Ekholmsche Theorie ähnelt in ihren Voraussetzungen und Entwicklungen zunächst in hohem Maße der Emdenschen. Auch hier sind das Primäre die durch Abkühlung entstehenden absteigenden Ströme, die an den Polen tiefer hinabsteigen als am Äquator. Auch hier werden Wirbel als unmittelbare Ursache der Flecken betrachtet, deren Auftreten hauptsächlich in mittleren Breiten stattfindet. Ein wesentlicher Unterschied besteht nur darin, daß diese Wirbel nach Ekholm ohne Hinzuziehung ursprünglicher Wellenbildung (Helmholtzsche Theorie) direkt durch das Zusammentreffen entgegengesetzter Strömungen entstehen. „Natürlich müssen die verschiedenen Wirbel einander unaufhörlich stören, und dadurch entsteht das körnige, granulierte Aussehen der Photosphäre. Die intensiv hellen Körperchen der Photosphäre entsprechen wahrscheinlich den oberen Gipfeln der aufsteigenden Ströme, die noch nicht durch Ausstrahlung abgekühlt sind, das zwischenliegende dunklere Medium den schon abgekühlten Massen, welche im Hinabsinken begriffen sind." Bis hierhin entspricht die Ekholmsche Theorie übrigens ziemlich genau der Fayeschen, wie er auch selbst angibt.

Wenn die Schichten der Sonne ganz leichtflüssig wären, so wäre es nicht zu verstehen, warum die Sonnentätigkeit periodisch ist. Denn die Temperatur des Weltraums, gegen welche die Ausstrahlung stattfindet, ist gewiß konstant während Millionen von Jahren. Wäre nun auch die Wärmezufuhr aus dem Innern des Sonnenkörpers konstant, wie es bei vollkommener Flüssigkeit der Fall sein müßte, so gäbe es keine mögliche Ursache der großen periodischen Schwankungen.

Nach der jetzt allgemein angenommenen v. Helmholtzschen Kontraktionstheorie (siehe weiter unten) war aber das Volumen der Sonne früher viel größer und somit das Sonnengas viel dünner als jetzt. Nach derselben

Theorie war damals auch die Temperatur der Sonne viel niedriger als jetzt. Nun aber nimmt die innere Reibung und somit auch die Zähigkeit eines Gases sowohl mit der Verdichtung als auch mit der Temperatur bedeutend zu. Daraus aber können wir mit großer Wahrscheinlichkeit folgern, daß die periodische Schwankung der Sonnentätigkeit mit dem Alter der Sonne stetig zunimmt.

In den ältesten Zeiten war das Sonnengas so leicht beweglich, daß alle durch Ausstrahlungen hervorgerufenen Abweichungen vom adiabatischen Gleichgewichtszustand fast augenblicklich durch regelmäßige vertikale Strömungen ausgeglichen wurden. Es gab also gar keinen Anlaß zu solchen unregelmäßigen oder periodischen Schwankungen in der Oberflächentemperatur der Sonne, wie denjenigen, welche die Flecken und Fackeln anzeigen.

Je mehr aber die Sonne sich zusammenzog, desto größer wurde der Widerstand, den die innere Reibung gegen die Oberflächenströmung hatte. Dadurch mußten die Temperatur- und Druckunterschiede stellenweise und zeitweise immer mehr zunehmen und von dem adiabatischen Gleichgewichtszustand abweichen, bevor die Ströme, welche das Gleichgewicht wieder herstellen sollten, ins Spiel kamen. Sobald die Spannkräfte aber eine gewisse Grenze überschritten hatten (siehe: Wilsing, S. 428), begann eine tumultuarische Umlagerung der Oberflächenschichten, welche so lange dauerte, bis das Gleichgewicht wieder hergestellt war. Dann trat eine Zeit relativer Ruhe ein, bis eine neue Störung erfolgte usw. Die Ekholmsche Theorie bewegt sich also hier auf dem Boden der Wilsingschen. Die weiteren Entwicklungen Ekholms bedeuten aber einen großen Rückschritt; denn er nimmt an, daß die Photosphäre aus bereits so dichten Gasen bestehe, daß sie als eine zähe Kruste zu bezeichnen sei, „man könne vielleicht ohne Übertreibung annehmen, daß die Photosphäre in einer Tiefe von einigen Tausend Kilometern dieselbe Zähigkeit wie weißglühendes Schmiedeeisen besitze". Damit hat Ekholm wieder den Widerspruch mit dem geringen spezifischen Gewicht der Sonne übersehen, obgleich es für die Gültigkeit seiner Ansicht über die Ursache der Periodizität durchaus nicht notwendig ist, hohe Dichtigkeitsgrade anzunehmen.

Ekholm geht nun dazu über, die Periodizität, deren Ursache an sich im Sonneninnern liegt, auf die Einwirkung äußerer Planetenkräfte zurückzuführen.

Die Sonne ist von einer riesigen Hülle einer außerordentlich dünnen Materie umgeben, welche die Fähigkeit besitzt, Sonnenlicht zu reflektieren (Korona). Diese Hülle, wie auch die Planeten, sind stark mit Elektrizität geladen, und daraus geht die Möglichkeit hervor, daß die Planetenkonstellationen die Ausstrahlung der Sonne ein wenig abändern können, indem durch deren elektrische Fernwirkung die Hülle ungleichförmig um die Sonne verteilt wird. Dann wird auch die Ausstrahlung und die dadurch bewirkte Abkühlung der Photosphäre ungleichförmig sein. Dadurch wird auch die Dichtigkeit der obersten Schicht der Photosphäre in einigen Punkten mehr

wachsen als in anderen, und somit wird eine Störung des labilen Gleichgewichtszustandes befördert. Diese verdichteten Teile der Sonnenoberfläche werden dann wahrscheinlich Tätigkeitsbezirke sein, wo Fackeln und Flecken vorzugsweise entstehen. In dieser Weise wird ein gewisser Einfluß der Planetenkonstellationen auf die Sonnentätigkeit physikalisch erklärbar sein; es liegt aber in der Natur der Sache, daß ein solcher nicht sehr regelmäßig und ausgeprägt sein kann. Der anscheinend überaus große Einfluß, den die Sellmeiersche Konstellation (S. 427) ausübt, ist wohl dadurch zu erklären, daß zufälligerweise die von der physikalischen Beschaffenheit der Sonne herrührende Fleckenperiode nahezu dieselbe Länge wie die Periode dieser Konstellation besitzt.

Man muß sich doch unwillkürlich fragen, warum denn, wenn zufällig eine aus rein inneren Ursachen vorhandene Periode da ist, überhaupt noch die Ekholmsche Annahme einer Planetenwirkung notwendig ist.

Theorien über die Vorgänge oberhalb der Photosphäre.

Es handelt sich hier um Untersuchungen, die sich auf die eigentliche Atmosphäre der Sonne, also denjenigen Teil derselben beziehen, welcher sich oberhalb der Photosphäre befindet und nur am Sonnenrande wahrgenommen werden kann. Die Korona ist hierbei im weiteren Sinne als Atmosphäre einbegriffen.

Die Ansichten von Jewell. Bei Gelegenheit der Besprechung von Resultaten, die auf spektroskopischem Wege bei totalen Sonnenfinsternissen erhalten worden sind, und die zu Vorschlägen in betreff der Beobachtungen bei späteren Sonnenfinsternissen führen, entwickelt Jewell seine Ansichten folgendermaßen: Die Linien, welche bei Flash-Aufnahmen erscheinen, sind durch Materie in verschiedenen Höhen hervorgebracht; wobei die größere Zahl der stärkeren Linien innerhalb einer Schicht erzeugt wird, welche weniger als 1600 km dick ist. Die meisten von diesen Linien rühren aber aus Höhen unterhalb 800 km her. Es folgt jedoch hieraus nicht, daß die untere Grenze dieser Schicht auf der Sonnenoberfläche (Photosphäre) ruht, denn aller Wahrscheinlichkeit nach ist die untere Grenze der Region, die Chromosphäre, welche die während einer Sonnenfinsternis auftretenden hellen Linien erzeugt, mindestens 300 km bis 400 km und vielleicht 800 km oberhalb der Oberfläche. Das erklärt die Abwesenheit der schwächeren metallischen Linien im Flash-Spektrum und die Abwesenheit jeder Spur der Verwaschenheiten der H- und K-Linien, welche letztere ohne Zweifel von Kalziumdampf herrühren, der dichter an der Sonnenoberfläche sich befindet, als die die Flash-Linien hervorbringenden Stoffe.

Die tieferen Teile der Chromosphäre liefern einen beträchtlichen Betrag von kontinuierlichem Spektrum, während nur ein kleinerer Teil wahrscheinlich aus Höhen von 1600 oder mehr Kilometern stammt.

Die Protuberanzen liefern ebenfalls ein beträchtliches kontinuierliches Spektrum. Es ist das in einen Zusammenhang mit dem direkten Aussehen

der Sonnenoberfläche zu bringen; bei sorgfältiger teleskopischer Betrachtung erkennt man nämlich auf der Sonnenoberfläche unregelmäßige, helle Streifen, deren hellste und höchste Teile als Fackeln erscheinen. Zwischen diesen Streifen befinden sich schwache und unbestimmte Stellen, welche wie kleine schwache Flecken erscheinen. Aller Wahrscheinlichkeit nach sind diese Streifen die obersten Teile von Eruptionen, welche ständig auf der Sonnenoberfläche stattfinden. Wenn diese Eruptionen ausgedehnter und heftiger sind oder größere Höhen erreichen, entsprechen sie den Fackeln und Protuberanzen. Die größere Helligkeit der Spitzen der Eruptionen rührt wahrscheinlich von der geringeren Absorption durch die Chromosphäre her. Der absorbierende Teil der Chromosphäre ist augenscheinlich durch die ganze Chromosphäre verteilt und erstreckt sich wohl auch durch die Korona in sehr fein verteiltem Zustande; er ist wahrscheinlich das Endprodukt der Eruptionen und der meteorischen Massen, welche von außerhalb kommen. Wo er sich in Taschen oder Vertiefungen der Photosphäre festsetzt, entstehen die oben erwähnten dunklen Stellen, und diese Stellen sind die hauptsächlichsten Ausgangspunkte der Verwaschenheiten der H- und K-Linien und anderer verwaschener Linien im Sonnenspektrum. Die Verdunkelung der Sonnenscheibe in der Nähe des Randes zeigt jedoch, daß dieser Stoff eine Art von Dunsthülle um die Sonne bildet, über welche die Fackeln vollständig hinüberragen, während die hellen Streifen weniger hoch reichen. Daher müssen die Fackeln die hellsten Stellen der Sonnenoberfläche bilden. Die Absorption scheint wesentlich allgemeiner Natur zu sein, aber besonders stark im Ultraviolett, woraus folgen würde, daß die Absorption durch sehr feine Staubteilchen verursacht wird, also eigentlich nicht Absorption ist, sondern Lichtverlust durch Reflexion.

Wahrscheinlich befindet sich die Sonnenoberfläche gerade unterhalb der oben erwähnten Vertiefungen und mindestens einige Hundert Kilometer unterhalb der oberen Grenze der photosphärischen Streifen. Es sind nur die oberen Teile dieser Streifen, welche den scheinbaren Sonnenrand bilden, während daselbst die Vertiefungen niemals zu sehen sind. Infolge hiervon ist das Spektrum der untersten Teile der Chromosphäre nicht im Spektrum des Sonnenrandes vertreten oder höchstens in geringem Maße durch Reflexion.

Das Aussehen der Flash-Linien, also der direkten Bilder des Bogens am Sonnenrande, läßt den Charakter der Verteilung des betreffenden Stoffes gut erkennen. Wenn der Bogen beschränkt ist auf die Nachbarschaft der Streifen des kontinuierlichen Spektrums am Kontaktpunkt, dann befindet sich der die Linie hervorbringende Stoff in einem solchen Zustande, daß die Linien nur sehr tief in der Chromosphäre auftreten können, d. h. nur in diesen untersten Teilen ist die Temperatur hoch genug oder der Stoff in genügender Menge vorhanden, um eine sichtbare Linie zu erzeugen. Wenn jedoch der Bogen (die Linie) über dem kontinuierlichen Spektrum beträchtlich stärker ist und von da aus schwächer wird, dann ist das Element so

verteilt, wie man es unter der Einwirkung der Gravitation erwarten sollte; es befindet sich in normaler Verteilung. Die meisten Linien deuten auf diesen Zustand hin mit mehr oder weniger lokalen Unregelmäßigkeiten. Wenn jedoch der Bogen über dem kontinuierlichen Spektrum schwach ist oder ganz fehlt, so ist eine anormale Verteilung des Elements vorhanden; letzteres ist dann entweder in größeren Höhen in größerer Menge vorhanden, oder, was wahrscheinlicher ist, die Bedingungen in den tieferen Teilen der Chromosphäre sind für die Erzeugung der betreffenden Linien nicht günstig. Das kann verursacht sein durch höhere Temperatur oder stärkeren Druck oder durch die Gegenwart eines anderen Elements.

Es ist auch möglich, daß gewisse Linien am leichtesten durch Reibung durch Meteore erzeugt werden, und diese würde heftiger sein in größeren Höhen der Chromosphäre, wo die von außen kommenden Meteore mit den ausbrechenden eruptiven Massen mit der größten Heftigkeit zusammenstoßen.

Anormale Linien unbekannten Ursprungs oder als Funkenlinien der Metalle finden sich mehrfach. Die bemerkenswerteste der letzteren ist die Mg-Linie bei der Wellenlänge λ 4481. Sie ist nur sehr schwach vorhanden. Die Wasserstofflinien sind in den oberen Teilen der Chromosphäre relativ stärker, als sie nach der normalen Verteilung sein sollten. Ähnlich verhalten sich die H- und K-Linien. Hiermit mag in Verbindung stehen, daß die mittlere Komponente der H- und K-Linien nicht nur von Kalzium herrührt, welches sich in beträchtlicher Höhe befindet, sondern unter einem sehr geringen Druck, und welches mit ziemlicher Geschwindigkeit herabsinkt. Der Stoff, welcher die mittlere Komponente der D-Linien, der Eisen- und Magnesiumlinien hervorbringt, fällt mit einer Geschwindigkeit von einigen Kilometern herab und befindet sich unter einem Druck von 1¼ Atmosphären, während die schwachen Linien von Eisen, Natrium und anderen Elementen eine aufwärts gerichtete Bewegung von einigen Kilometern in der Sekunde zeigen bei einem Druck von ungefähr 2 oder 3 Atmosphären. Die Verwaschenheiten der verbreiterten Linien, besonders bei H und K, entstehen aus Dämpfen bei etwas stärkerem Druck und aufwärts gerichteter Geschwindigkeit dicht an der Sonnenoberfläche.

Hieraus würde sich also ergeben, daß die schwachen Sonnenlinien und besonders die Verwaschenheiten gewisser Linien von Elementen herrühren, welche sich im Zustande der Eruption befinden, daß die tiefer liegenden Linien des Chromosphärenspektrums in der gleichen Weise von Stoffen herrühren, welche eine größere Höhe erreichen, während sie sich noch unter Bedingungen befinden, die Spektrallinien entstehen lassen. Die Linien der höchsten chromosphärischen Schichten werden durch meteorische Massen erzeugt, und die hellsten Linien, besonders die Funkenlinien, werden durch den Stoß und die Reibung der meteorischen Massen mit den Eruptionsströmen hervorgebracht.

Das Hervortreten der zur Verwaschenheit neigenden Linien in starken oder mittleren Höhen, ohne daß hierbei eine Spur der Verwaschenheit auf-

tritt, ist wahrscheinlich der großen Leichtigkeit zu verdanken, mit welcher diese Linien sowohl im Funken- als auch im Bogenspektrum zu erzeugen sind, auch wenn nur wenig von dem betreffenden Element vorhanden ist.

Sehr wichtig ist auch bei diesen Betrachtungen der Umstand, der fast gänzlich aus dem Gesichtspunkte verloren worden ist, daß die Menge des Stoffes, der alle Erscheinungen hervorbringt, so außerordentlich gering ist. Wenn die ganze Stoffmenge, welche die meisten Sonnenlinien erzeugt, zu einer Schicht von 1^{cm} Dicke kondensiert würde, so würde dieselbe keine größere Dichtigkeit besitzen als die Metalldämpfe im elektrischen Bogen, wenn dieselben nur als Verunreinigungen auftreten. Wenn man dies in Rücksicht zieht, so ist es ganz absurd, sich die Chromosphäre als eine Atmosphäre vorzustellen, welche aus Dämpfen von Elementen wie Eisen, Kalzium, Titan besteht. Wahrscheinlich besitzt die Sonne nur eine Atmosphäre aus Wasserstoff und Helium und einigen anderen permanenten Gasen, vielleicht von beträchtlicher Dichtigkeit an der Oberfläche, aber schnell abnehmend, bis sie in einer Höhe von einigen hundert Kilometern nicht dichter ist als die Erdatmosphäre in der Meereshöhe. In dieser Atmosphäre befinden sich andere Elemente nicht als ständige, sondern nur als zeitweise Bestände, herrührend von Eruptionen und Meteoren. Ein geringer Teil dieser Elemente befindet sich durch Reibung oder höhere Temperatur in gasförmigem Zustand und verursacht die Emissionslinien am Sonnenrande und die Fraunhoferschen Linien.

Die Korona ist zu ihrem größeren Teile aus staubähnlichen oder meteorischen Massen zusammengesetzt; in ihren inneren Teilen befinden sich jedoch auch Gase, welche helle Linien geben. Einige dieser Gase erstrecken sich zu großer Ausdehnung und verteilen sich ziemlich symmetrisch um die ganze Sonne herum, andere jedoch sind wesentlich auf Breiten beschränkt, welche den Fleckenzonen entsprechen. Noch andere Koronalinien reichen nicht bis zu großen Abständen und verhalten sich ähnlich wie die Funkenlinien. Die grüne Koronalinie verhält sich sehr ähnlich wie die starke Koronalinie im äußersten Ultraviolett.

Die Bedeutung der Jewellschen Ansichten ist wesentlich in der Betonung der äußersten Verdünntheit der Elemente in der Sonnenatmosphäre zu suchen, und er geht unseres Erachtens hierin nicht zu weit.

Über die zweifache Natur der Korona ist man schon seit langem im klaren gewesen.

Schon Young hat 1871 klar ausgesprochen, daß die Korona aus einem oder mehreren Gasen besteht, welche in glühendem Zustande befindlich, helle Linien geben, und aus festen Partikeln, die teils selbstleuchtend sind (meteorische Partikel, die durch Reibung an den Gasen glühend werden), teils aber auch das Sonnenlicht reflektieren.

Nach den neueren Ansichten über die Feinheit der Koronagase wird man kaum noch an ein Glühen der festen Teilchen durch Reibung denken

können; Scheiner glaubt vielmehr, daß dieses Glühen vollständig erklärbar ist durch die direkte Wärmestrahlung der Sonne.

Unter zwei Bedingungen lassen sich nämlich genäherte Werte für die Temperatur der Koronateilchen ermitteln. 1. Die Körper seien klein, so daß die Temperatur sehr bald einen stationären Zustand erreicht und die innere Temperatur nicht merklich von der äußeren abweicht. Diese Voraussetzung wird bei meteorischen Partikeln nahe erfüllt sein. 2. Die Körperchen seien als absolut schwarz zu betrachten. Nach den neuesten Untersuchungen beträgt die Strahlungsmenge der Sonne in einer Minute 2—3 Gr.-Kal. pro Quadratzentimeter in der Entfernung der Erde. Für ein Flächenelement, von welchem aus gesehen der Halbmesser der Sonne 45° beträgt, welches also um etwas weniger als den halben Sonnenradius von der Sonnenoberfläche entfernt ist und sich demnach etwa an der Grenze der Korona bei mittlerer Ausdehnung befindet, ist die Strahlung 23083mal so groß und beträgt mithin rund 53000 Gr.-Kal. Nach dem Stefanschen Gesetze ergibt sich für eine bestrahlte schwarze Fläche an der Grenze der Korona etwa 5100°. Für entsprechende kleine schwarze Kugeln erhält man dann eine Temperatur von 3600°. Ein nicht schwarzer Körper wird naturgemäß weniger heiß, und es läßt sich nicht exakt berechnen, wie groß der Unterschied wird. Durch einen Vergleich mit der Temperatur der Erde aber kann man immerhin einen genäherten Betrag ermitteln. Die absolute Temperatur der kleinen schwarzen Kugel würde in der Entfernung der Erde von der Sonne bei 338° stationär werden; die mittlere stationäre Temperatur der Erde ist aber 288°, und hierbei ist zu bedenken, daß nach den Untersuchungen von Zenker die stationäre Temperatur der Erdoberfläche ohne Sonnenstrahlung bei 200° liegt, wobei also Gleichgewicht zwischen Ausstrahlung und Wärmeleitung und dem Erdinnern stattfindet, so daß der Effekt der Sonnenstrahlung bei der Erde nur 88° ausmacht. Wollte man nun hieraus die stationäre Temperatur an der Grenze der Korona rechnen, so würde man ungefähr 1400° erhalten, was man als die untere Grenze der Temperatur betrachten kann. Jedenfalls folgt hieraus, daß selbst in den entfernteren Gegenden der Korona feste Körperchen durch die Sonnenstrahlung eine Temperatur erreichen können, welche weit über der Glühtemperatur liegt. Die Hypothese der Reibung an den Koronagasen ist also ganz überflüssig. Ob man überhaupt, wie dies vielfach geschehen ist, die festen oder flüssigen Partikel der Korona als meteorische Massen auffassen soll, dürfte immerhin fraglich erscheinen, da es nicht gerechtfertigt ist, aus der Zahl der unsere Erde berührenden Meteore ohne weiteres auf die Zahl der die Sonne treffenden zu schließen; denn das involviert die Voraussetzung, daß der Weltraum ebenso dicht mit meteorischen Massen erfüllt sei, wie unser Sonnensystem, was ohne Zweifel durchaus unrichtig ist. Von den kleinen Körperchen, welche im Weltall zerstreut, in den Anziehungsbereich der Sonne geraten sind, ist natürlich nur ein verschwindend kleiner Teil wirklich auf die Sonne gestürzt; ein weit überwiegender Teil ist von der Sonne in geschlossene

Bahnen gezwängt worden, und infolge dessen hat sich um die Sonne im Laufe der außerordentlich großen Zeiträume, die hierbei zur Verfügung stehen, eine Hülle von meteorischen Partikeln gebildet, die ganz unübersehbar viel dichter sein muß, als der Weltraum. Für unsere Erde kommt allerdings diese Dichte in Frage, für die Sonne dagegen nur diejenige des Weltraums. Hierbei ist noch ganz außer acht gelassen, daß vielleicht ein großer Teil der Meteore nicht aus dem Weltraume stammt, sondern ursprünglich dem Sonnensystem angehört.

Untersuchungen über die Form der Korona resp. über die Ursachen, welche diese Form bedingen, haben sich nun vorwiegend mit der strahligen Struktur der Korona zu befassen, da dieselbe durchaus charakteristisch ist.

Die mechanische Koronatheorie von Schaeberle. Schaeberle betrachtet die Strahlen der Korona als Ströme von ausgestoßener Materie, die sich infolge stärkerer Anfangsgeschwindigkeiten beträchtlich weiter als die Protuberanzen von der Oberfläche entfernen können. Übersteigt die Anfangsgeschwindigkeit ungefähr 600^{km} in der Sekunde und ist die Reibung in der Atmosphäre zu vernachlässigen, so entziehen sich die ausgestoßenen Massen überhaupt der Anziehung der Sonne und gehen ins Unendliche weiter.

Die Korona ist nach Schaeberle verursacht durch Licht, welches ausgeht oder reflektiert wird von Strömen ausgestoßener Massen, ausgestoßen durch Kräfte, die im allgemeinen senkrecht von der Sonnenoberfläche ausgehen. Diese Kräfte sind am meisten in der Mitte der Fleckenzonen wirksam. Infolge der Rotation der Sonne werden diese Ströme nicht senkrecht zur Sonnenoberfläche verlaufen, da die Winkelgeschwindigkeit der verschiedenen Teile eines Stromes immer kleiner wird, je größer der Abstand von der Sonne wird. Die Ströme müssen also Kurven doppelter Krümmung sein. Jedes einzelne Teilchen eines Stromes beschreibt jedoch für sich einen Kegelschnitt, und zwar eine sehr verlängerte Ellipse, so lange die Anfangsgeschwindigkeit die schon erwähnten 600^{km} nicht übersteigt.

Gewisse Abweichungen, welche die verschiedenen Koronaaufnahmen zeigen, werden nun sehr einfach erklärt dadurch, daß der Sonnenäquator gegen die Ekliptik (in der sich ja der Beobachter befindet) geneigt ist (um $7^1/_4{}^0$). Je nachdem sich nun der Beobachter oberhalb oder unterhalb oder genau in der Ebene des Sonnenäquators befindet, verursacht das perspektivische Überlagern und Durchschneiden der Ströme die scheinbaren Veränderungen im typischen Aussehen der Korona. Schaeberle hat nun die resultierenden Bahnen der ausgestoßenen Teilchen unter der gleichzeitigen Einwirkung der Schwerkraft und der Rotationskraft einer mathematischen Behandlung unterzogen; er hat auch rotierende Modelle der Korona angefertigt, seine mathematischen Ergebnisse mit den praktischen verglichen und glaubt damit die allgemeinen Erscheinungen der Korona in Zusammenhang bringen zu können. Besonderer Wert wird hierbei auf die so

deutlich erkennbaren Polarstrahlen der Korona gelegt. Wenn die Polarstrahlen wirklich in den polaren Regionen entständen, so müßte natürlich die Ursache hierfür in der Sonne selbst liegen; andernfalls aber sind sie nichts anderes als Ströme, welche in den Äquatorialgegenden der Sonne entspringen und perspektivisch über oder unter die Pole projiziert werden.

Es ist an dieser Stelle nicht gut ausführbar, die Einzelheiten der Schaeberleschen Hypothesen wiederzugeben, wohl aber muß eine Reihe von Folgerungen hier erwähnt werden. Da die Bahnen der ausgestoßenen Teilchen Ellipsen sind, so müssen diese Teilchen schließlich wieder zur Sonne zurückfallen, und hierdurch sollen nun periodische Variationen in der Struktur der Korona, gleichzeitig aber auch die Sonnenfleckenperioden erklärt werden. Die heliozentrische Breite der emittierten Massen bleibt nahe dieselbe; wenn nun jeder Strom in einer bestimmten Zone durch eine plötzlich einsetzende Kraft ausgestoßen wird, so werden die vordersten Teile dieses Stromes in der ersten Hälfte ihres Weges ungehindert sein, bei der Rückkehr jedoch werden die Chancen eines Zusammenstoßes mit demselben Strom oder mit anderen immer größer, und zwar umgekehrt mit dem Quadrat der Entfernung von der Sonne. In der Nähe der Sonnenoberfläche müssen daher Zusammenstöße stattfinden, welche die ausgehenden Ströme verzögern in Verbindung mit einer Temperaturerhöhung, die die betreffenden Stellen heller erscheinen läßt. Ströme, die aber ohne vorheriges Zusammentreffen direkt auf die Sonnenoberfläche zurückfallen, werden dort starke Temperaturerhöhungen bewirken.

Solange die zurückkehrenden Ströme sehr zahlreich sind, werden die ausgehenden in starkem Maße behindert werden; die Folge davon ist, daß nach der Zeit, welche die Ströme zur Vollendung ihres Weges gebrauchen, nur wenige Ströme zurückkehren, so daß nunmehr wieder freier Weg für die ausgehenden Ströme ist, usw. Hierdurch ist der periodische Charakter der Erscheinung gegeben, und es ist nur noch die Annahme nötig, daß die durchschnittliche Zeit zur Zurücklegung des Weges 11 Jahre ist, um die 11jährige Tätigkeitsperiode der Sonne zu erklären. Hierauf noch näher einzugehen, dürfte wohl kaum nötig sein; denn wenn auch die mechanisch perspektivische Deutung der Koronastrahlen sicherlich manches für sich hat, so darf man sie doch nicht zur Erklärung der Sonnenfleckenerscheinung heranziehen, da dies ja wieder viel zu große Massenhaftigkeit der Koronastrahlen voraussetzen würde, deren Dichtigkeit doch sicherlich ganz außerordentlich gering anzunehmen ist.

Mehr Beachtung verdient wieder der Versuch Schaeberles, das Zodiakallicht und den Gegenschein durch die weit über die Erdbahn hinausgehenden Koronastrahlen zu erklären. Befindet sich die Erde in einem Bündel solcher Strahlen, so werden dieselben bei ihrer Feinheit im allgemeinen nicht sichtbar sein, sondern nur an den Stellen, an denen sie sich perspektivisch zusammendrängen. Das ist vor allem in der Richtung auf die Sonne zu, wo ja auch die Strahlen an sich intensiver leuchten werden. Ein zweites

Maximum muß sich in der umgekehrten Richtung befinden, aber naturgemäß sehr viel schwächer, das wäre der Gegenschein.

Im Dezember und Juni, wenn sich die Erde in der Ebene des Sonnenäquators befindet, ist sie in der größten Entfernung von der nächsten Zone der Ströme und liegt symmetrisch zu beiden Zonen. Es können also keine großen Lichtkontraste auf der der Sonne entgegengesetzten Seite entstehen. Wenn sich aber die Erde in ihrer größten Entfernung oberhalb (September) oder unterhalb (März) von der Ebene des Sonnenäquators befindet, ist sie in der geringsten Distanz von der Maximaldichtigkeit der einen Stromzone. In der Projektion wird nun die Dichtigkeit am größten in einer Ebene sein, welche ungefähr mit der Ekliptik zusammenfällt. Der Überschuß der Ströme in der Richtung der Maximaldichtigkeit wird jedoch die Tendenz zeigen, im März ein wenig oberhalb, im September ein wenig unterhalb dieser Ebene verschoben zu sein. Es entspricht dies alles ungefähr dem tatsächlichen Verhalten des Zodiakallichts.

Der noch weiter unten zu besprechende Zusammenhang zwischen der Sonnenfleckenperiode und den magnetischen und Nordlichterscheinungen auf der Erde ist nach Schaeberle ebenfalls durch Koronaströme verursacht, durch welche unsere Erde passiert.

Die elektromagnetische Koronatheorie von Ebert. Auf gänzlich anderer Grundlage beruht eine Theorie, welche von Ebert aufgestellt worden ist. Nach den Untersuchungen von Hertz sendet ein Körper, in welchem periodische elektrische Schwingungen stattfinden, Ätherwellen aus, deren Länge von den Dimensionen des Körpers abhängt. Betrachtet man die Sonne als einen solchen „Oszillator", so würden die mit der Lichtgeschwindigkeit ausgehenden Wellen eine Länge von 1950000 km bei einer Periodendauer von $6\frac{1}{2}$ Sekunden haben. Die Oszillationen selbst werden angeregt durch plötzliche Störungen des elektrischen Gleichgewichts. Es ist nun experimentell festgestellt, daß verdünnte Gase beim Durchgang elektrischer Wellen leuchten. Ebert nimmt daher an, daß die Korona die sichtbare Reaktion der in der Nähe der Sonne befindlichen, äußerst fein verteilten Materie auf die elektrischen Wellen ist, welche von den verschiedenen Teilen der Sonne ausgehen. Um diese Ansicht praktisch wahrscheinlich zu machen, hat Ebert folgendes Experiment angestellt.

Eine Messingkugel, die sich in einem großen, mit sehr verdünnten Gasen angefüllten Glaszylinder befand, wurde durch einen Draht mit einem elektrischen Oszillator (nach Lecherscher Anordnung) verbunden, so daß die Kugel selbst als Ausgangsstelle elektrischer Wellen anzusehen war, und es wurden dann in den verdünnten Gasen Ströme sichtbar, die von der Kugel ausgingen, ohne daß ein Konduktor in der Nähe des Glaszylinders vorhanden gewesen wäre.

Die Ströme gehen von solchen Punkten der Kugel aus, an welchen die törenden Ursachen sich möglichst dicht zusammendrängen, besonders also von

unregelmäßig gekrümmten Teilen der Oberfläche, die künstlich hergestellt wurden. Es zeigten sich folgende Erscheinungen:

1. Die Kugel ist von einer Lichthülle umgeben, durch welche Strahlen in allen Richtungen von der Oberfläche aus schießen, so daß hierdurch eine spezielle Struktur der Hülle entsteht.

2. Die Lichthülle wird sehr ausgedehnt und die strahlige Struktur gleichzeitig sehr deutlich, wenn die elektrischen Schwingungen sehr heftig werden, etwa so wie die Korona zur Zeit des Maximums der Sonnenfleckenperiode. Zuweilen schießen helle, radial gerichtete Strahlen heraus, genau so wie bei einer stark entwickelten Korona.

3. Die Lichthülle wird klein und strukturlos bei schwächeren Oszillationen, so wie etwa die Korona während eines Sonnenfleckenminimums.

4. Besonders bei etwas höherer Gasdichte schießen Strahlen nach allen Richtungen hin bis zu 12 cm Länge, also bis zum 8fachen Durchmesser der Kugel, und zwar nicht immer in radialer Richtung, so daß sie zuweilen infolge der perspektivischen Verschiebung die Kugel in der Tangente zu verlassen scheinen. Diese Strahlen bilden sich hauptsächlich, wenn das Glasgefäß außen mit einem nach der Erde abgeleiteten metallischen Leiter versehen ist. Das würde mit dem Falle identisch sein, daß sich weit ausgedehnte Massen kosmischen Staubes in der Nähe der Sonne befinden.

5. Wenn die Oberfläche der Kugel an einer Stelle diskontinuierlich gemacht wird durch Anbringung eines Stückchens Stanniol, so geht von dieser Stelle ein Strahl aus, an dessen Seiten sich tief dunkle Räume anschließen; eine Erscheinung, die auch an der Korona häufig beobachtet wird.

6. Wenn eine andere leitende Masse in die Nähe der Kugel gebracht wird, z. B. eine an einem Seidenfaden aufgehängte Metallkugel, dann gehen von der Oberfläche der ersten Kugel Strahlen senkrecht aus, die sich aber bald nach der zweiten Kugel umbiegen und bestrebt sind, letztere ebenfalls senkrecht zur Oberfläche zu treffen. Große Massen von Eisenmeteoren in der Nachbarschaft der Sonne müßten ein derartiges Umbiegen der Strahlen veranlassen.

7. In atmosphärischer Luft sind die Strahlen blaßrot gefärbt, im Wasserstoff zeigen sie dagegen eine matte Silberfarbe; das Spektrum ist in diesem Falle kontinuierlich. Diese letztere Tatsache würde eine Erklärung des kontinuierlichen Spektrums der Korona auf gänzlich anderem als dem bisherigen Wege gewähren.

Zwanzigstes Kapitel.

Die Temperatur der Sonne. Elektro-magnetische Einflüsse auf die Erde.

Es ist bisher stillschweigend vorausgesetzt worden, daß die Temperatur der Sonne eine sehr hohe ist, ohne genauer auf ihren numerischen Wert einzugehen.

Der Ausdruck „Temperatur der Sonne" ist zunächst ein unrichtiger, da von einer einheitlichen Temperatur eines nach innen immer dichter werdenden Gasballes keine Rede sein kann. Die Temperatur der äußeren Teile der Sonne muß niedriger sein als diejenige des Innern; denn die äußeren Teile der Sonne strahlen in den Weltraum aus, kühlen sich also ab; daß diese Abkühlung nicht bis unterhalb der Glühtemperatur erfolgt, liegt an der Zufuhr von Wärme, welche hauptsächlich in Form von Konvektionsströmen von innen nach außen befördert wird, so daß sich ein ungefähr stationärer Zustand zwischen Wärmeabgabe und -zufuhr herstellt.

Da nun Schlüsse über die Temperatur der Sonne nur aus der Natur der uns zugehenden Strahlung gezogen werden können, so kann es sich bei dem Ausdruck „Temperatur der Sonne" nur um die Temperatur derjenigen Schicht der Sonne handeln, von welcher die Strahlung im wesentlichen ausgeht: das ist die Photosphäre. Damit ist aber die Ungenauigkeit des Ausdrucks keineswegs behoben. Die verschiedenen Körper haben ein verschiedenes Emissionsvermögen, welches sogar im allgemeinen mit der Temperatur veränderlich ist; solange man also nicht weiß, welcher Körper oder welches Körpergemenge in der Photosphäre strahlt, solange kann eine exakte Temperaturbestimmung überhaupt nicht vorgenommen werden. Genau bekannt ist nur das Strahlungsgesetz für den absolut schwarzen Körper — die Kirchhoffsche Funktion —, und es bleibt zurzeit nichts anderes übrig, wie dies bereits auf S. 239 auseinander gesetzt ist, als dieses Gesetz zu verwenden und damit zunächst das Problem der Temperaturbestimmung auf die Ermittelung der sogenannten „effektiven Temperatur" zu reduzieren, derjenigen Temperatur also, welche die Sonne haben würde, wenn sie ein absolut schwarzer Körper von gleichen Dimensionen und dem gleichen Strahlungseffekte wie die Sonne wäre. Es soll also im folgenden unter der kurzen Bezeichnung „Sonnentemperatur" stets diese effektive Temperatur, und zwar absolute Temperatur, verstanden werden.

Die Kirchhoffsche Funktion oder die Planckscher Strahlungsenergiegleichung läßt sich, wie wir S. 133 gesehen haben, in mehrere Gesetze zerlegen, nach denen die Temperaturbestimmung vor sich gehen kann. 1. Wird die Gesamtstrahlung gemessen, so hängt dieselbe mit der Temperatur durch das einfache Stefansche Gesetz zusammen, nach welchem die Strahlung von der 4. Potenz der Temperatur abhängt. 2. Es kann eine beliebige Strahlungsart, also eine Strahlung von einer bestimmten beliebigen Wellenlänge, auf irgend

eine Weise isoliert und ihre Intensität gemessen werden; die Berechnung der Temperatur hat alsdann nach dem allgemeinen Planckschen Gesetze zu erfolgen. 3. Wählt man hierbei diejenige Wellenlänge, für welche die Intensität ein Maximum ist, so entspricht die Intensität der Strahlung der 5. Potenz der Temperatur. 4. Man kann sich damit begnügen, überhaupt die Intensitäten der Strahlungen nicht absolut zu messen, sondern nur diejenige Wellenlänge zu ermitteln, bei welcher die Intensität ihr Maximum hat; aus dieser Wellenlänge läßt sich die Temperatur nach dem Wienschen Verschiebungsgesetze bestimmen.

Von diesen vier Methoden ist die erste die einfachste, da die Strahlung direkt gemessen werden kann, ohne daß sie vorher spektral zerlegt zu werden braucht, wie das bei den drei anderen erforderlich ist. Daß sie trotzdem große Schwierigkeiten bietet, haben wir bereits aus dem 13. Kapitel S. 250 kennen gelernt. Nach den daselbst mitgeteilten Untersuchungen liegen die Werte der Solarkonstante zwischen 2,0 und 3,0 Gr.-Kal., und es] kann keinem Zweifel unterliegen, daß größere oder kleinere Werte nicht möglich sind; als wahrscheinlichsten Wert hatten wir 2,3 Gr.-Kal. angegeben. Wegen der außerordentlich hohen Potenz, mit welcher die Strahlung mit der Temperatur fortschreitet, machen selbst größere Unsicherheiten im Werte der Solarkonstante für die Temperaturbestimmung nicht viel aus. Dem Werte 2,3 Gr.-Kal. entspricht eine Temperatur von **6250°**, welche wir als den wahrscheinlichsten Wert für die effektive Sonnentemperatur ansehen.

Es muß hier darauf hingewiesen werden, wie schon auf S. 251 angedeutet, daß die Versuche, die effektive Sonnentemperatur nach dem Wienschen Verschiebungsgesetze zu ermitteln, zu wesentlich kleineren Werten führen. Nach den sehr umfangreichen Untersuchungen von Langley liegt das Intensitätsmaximum der Sonnenstrahlung sehr nahe bei 0,6 μ, und damit ergibt sich ein Wert für die Sonnentemperatur, der etwas unterhalb 5000° liegt. Wenn nun auch die Lage des Intensitätsmaximums an sich richtig bestimmt ist, so braucht sie doch nicht den wahren Verhältnissen zu entsprechen, da die Form der Energiekurve der Sonnenstrahlung und damit die wahre Lage des Maximums in hohem Maße von der Absorption innerhalb der Erdatmosphäre abhängt, und es ist schon von Very nachgewiesen worden, daß eine von anderen Gesichtspunkten ausgehende Berücksichtigung dieser Absorption eine Verschiebung des Maximums nach dem brechbareren Ende des Spektrums und damit eine Erhöhung des Wertes der Sonnentemperatur nach sich zieht. Wir werden hierauf noch weiter unten zurückkommen müssen.

Es möge nun versucht werden, unter Zugrundelegung des Wertes von 6250° für die effektive Temperatur die wahre Temperatur der Photosphäre zu ermitteln, eine allerdings recht schwierige Aufgabe. Daß die wahre Temperatur unter allen Umständen höher sein muß als die effektive, ist ohne weiteres klar, da die Temperatur eines schwarzen Körpers eine Minimaltemperatur ist gegenüber anderen Körpern von gleichem Strahlungs-

effekt, und besonders da die zur Erde gelangende Strahlung die Sonne in bereits stark geschwächtem Zustande verlassen hat infolge der oberhalb der Sonnenphotosphäre stattfindenden Absorption. Es sind in dieser Beziehung folgende Betrachtungen anzustellen.

Wie schon auseinandergesetzt wurde, ist die Sonne mit einer absorbierenden Hülle umgeben, welche bewirkt, daß die Sonnenscheibe nach dem Rande zu dunkler erscheint. Für die violetten Strahlen ist die Absorption am Sonnenrande wesentlich stärker als für die roten, und es lassen sich die folgenden Transmissionskoeffizienten der absorbierenden Sonnenhülle für die entsprechenden Wellenlängen ableiten.

λ	Transmissionskoeffizient
0,9 μ	0,97
0,8	0,88
0,7	0,79
0,6	0,70
0,5	0,62
0,4	0,53
0,3	0,44

Die Durchsichtigkeit dieser Hülle nimmt also nach dem Violett zu sehr stark ab. Als mittleren Transmissionskoeffizienten erhält man hieraus den Wert 0,70, und dieser stimmt sehr gut überein mit dem Transmissionskoeffizienten, der aus den direkten thermischen Messungen von Frost (S. 342), also den Messungen der Gesamtstrahlung, abgeleitet werden kann, nämlich 0,72. Mit diesem Transmissionskoeffizienten läßt sich nun leicht der Gesamtstrahlungsverlust ermitteln, den die von der Photosphäre ausgehende Strahlung in der absorbierenden Sonnenhülle erleidet, und es resultiert, daß die Gesamtstrahlung der Photosphäre 1,7 mal so groß ist, als die von der Sonne wirklich ausgehende; d. h. während die Solarkonstante 2,3 Gr.-Kal. ist, würde sie ohne die Sonnenhülle 3,9 Gr.-Kal. sein, und diesem Werte entspricht eine Temperatur von 7060°, welche als effektive Photosphärentemperatur zu bezeichnen ist. Durch die Absorption in der Sonnenatmosphäre wird aber auch, wie durch diejenige in unserer Atmosphäre, eine Verschiebung in der Lage des Maximums der Strahlung bewirkt. Dieselbe resultiert zu ungefähr 0,1 μ, um welche das Maximum der wahren Strahlung nach Violett zu verlegen ist, demnach ebenfalls in dem Sinne einer Temperaturerhöhung.

Die von der Absorption befreite effektive Temperatur der Photosphäre ist nun ebenfalls noch als ein Minimum zu betrachten; indessen ist anzunehmen, daß sie sich von der wahren Strahlung nur noch wenig unterscheidet.

Faßt man die Photosphäre als eine Art von Wolkenschicht auf, die in ähnlicher Weise wie in der Erdatmosphäre in einer bestimmten Höhe durch Kondensation irgend eines Elements, dessen Sättigungspunkt daselbst erreicht ist, gebildet wird, so geht in diesem Falle die Strahlung im wesentlichen von festen oder flüssigen, in einer Gasschicht suspendierten Teilchen aus, entspricht also derjenigen einer Leuchtflamme. Bei ausreichender Dicke einer solchen Schicht — und hierzu genügt z. B. bei einer Gasflamme eine Dicke von weniger als 1 ^{m} — geht die Strahlung, gleichgültig, welcher Stoff

suspendiert ist, in diejenige des schwarzen Körpers über. Da nun die Dicke der Photosphäre jedenfalls nach Tausenden von Kilometern zählt, so würde dieselbe, selbst wenn sie millionenmal weniger dicht als eine Gasflamme wäre, genügen, um die schwarze Strahlung zu geben. Es ist daher anzunehmen, daß bei der Photosphäre effektive und wahre Temperatur nahe identisch sind. Immerhin aber bleibt die Temperatur selbst schwierig zu definieren.

Wahrscheinlich nimmt auch innerhalb der Dicke der Photosphäre die Temperatur nach unten zu, es superponieren sich also die schwarzen Strahlungen von Schichten verschiedener Temperatur. Auch die verschiedenen Stellen der Photosphäre nebeneinander besitzen verschiedene Temperaturen, wie die Granulation lehrt; handelt es sich überhaupt um schwarze Strahlungen, so müssen die hellen Körner der Photosphäre eine höhere Temperatur besitzen, als die dazwischen liegenden Stellen. Das Gesamtresultat besteht, wie vorhin, darin, daß die Gesamtstrahlung der Sonne zusammengesetzt ist aus schwarzen Strahlungen, die von verschiedenen Temperaturen herrühren. Der Wert von 7000° ist als ein genäherter Mittelwert der Temperatur der Photosphäre zu betrachten, und der Schluß dieser Überlegungen ist daher in den Satz zu fassen: Die mittlere Temperatur der Photosphäre beträgt 7000°. Mit diesem Werte ist zu rechnen bei allen Betrachtungen, die sich auf die Physik der Sonne selbst beziehen; handelt es sich um Wirkungen der Sonne nach außen, so kommt nur die bereits teilweise durch Absorption verringerte Strahlung in Frage, und als effektive Sonnentemperatur ist der Wert von 6250° festzuhalten.

Es fragt sich nun, ob man diese für die Gegenwart geltende Temperatur als für sehr lange Zeiträume konstant annehmen darf, oder ob dieselbe stetigen langsamen Veränderungen oder auch periodischen Schwankungen unterworfen ist.

In dieser Beziehung drängt sich sofort die Gewißheit auf, daß durch Ausstrahlung die Wärmemenge der Sonne ständig abnehmen muß — falls dieselbe nicht wieder von außen her ersetzt wird —, und daß damit auch eine Abnahme der Temperatur zu erwarten ist. Und der Verlust, den die Sonne an Wärme erleidet, ist tatsächlich ein ganz enormer. Wir hatten gefunden, daß die Sonne auf jedes Quadratzentimeter in der mittleren Entfernung der Erde von der Sonne, also in 149481000^{km}, 2,3 Gr.-Kal. in der Minute ausstrahlt. Der Gesamtverlust ist mithin in der Minute gleich 2,3 Gr.-Kal. multipliziert mit der Anzahl der Quadratzentimeter einer Kugeloberfläche mit einem Radius gleich der mittleren Erdentfernung. Für das Jahr als Einheit erhält man hierfür den enormen Betrag von 33×10^{32} Gr.-Kal.

Wenn die spezifische Wärme der Sonne bekannt wäre, so würde man hiermit die jährliche Temperaturabnahme bestimmen können. Man wird wohl keinen großen Fehler begehen, wenn man die spezifische Wärme der Sonne gleich derjenigen des Wassers = 1 setzt, da der Wasserstoff, der

jedenfalls einen wesentlichen Bestandteil der Sonnenmaterie ausmacht, eine höhere spezifische Wärme (3,41) besitzt, die meisten anderen Metalldämpfe dagegen eine beträchtlich kleinere.

Substituiert man daher für die Sonne eine Wasserkugel von gleicher Masse, wobei die Dichtigkeit der Sonne zu 1,4 angenommen ist, so enthält diese Kugel 19×10^{32} g Wasser; die jährliche Temperaturabnahme wird dann $\frac{33 \times 10^{32}}{19 \times 10^{32}} = 2^0$ betragen, für die zurzeit als wahrscheinlichste ermittelte effektive Temperatur der Photosphäre von rund 6000° gültig.

Es ist nun nicht bekannt, nach welchem Gesetze die Temperatur eines Gasballes von der Beschaffenheit der Sonne durch Ausstrahlung abnimmt. Die vollständige Abkühlung auf die Temperatur des Weltalls erfolgt natürlich erst in unendlich langer Zeit. Bei der Ungewißheit über diese Verhältnisse empfiehlt es sich stets, möglichst einfache Annahmen zu machen, und so soll vorausgesetzt werden, daß die Temperaturabnahme nach einer geometrischen Progression erfolge. Berechnet man dann z. B., wieviel Zeit erforderlich ist, um die Sonnentemperatur von dem Doppelten ihres Betrages auf die jetzige Temperatur von 6000° zu erniedrigen, so erhält man hierfür den Betrag von rund 1500 Jahren. Die Intensität der Strahlung wird alsdann nach dem Stefanschen Gesetze auf $^1/_{16}$ ihres Betrages herabgesetzt, und es bedarf eigentlich gar keiner Frage, daß ein so enormer Unterschied auf das deutlichste in die Erscheinung treten müßte. Es ist aber immerhin interessant, die Rechnung möglichst streng durchzuführen. Während man früher ziemlich allgemein annahm, daß die Wirkung der inneren Erdwärme auf das Klima verschwindend klein sei, daß letzteres allein durch die solaren Einflüsse bedingt werde, ist man in neuerer Zeit hiervon abgekommen. Nach den Untersuchungen von Zenker ergibt sich, daß, nach verschiedenen Methoden in guter Übereinstimmung, die Temperatur der Erdoberfläche ohne Sonnenstrahlung —73° beträgt. Da nun nach Hann die mittlere Temperatur der Erde 15° ereicht, so würde der Effekt der Sonnenstrahlung auf die mittlere Temperatur der Erde 88° betragen. Es müßte demnach vor etwa 1500 Jahren der Effekt der Sonnenstrahlung auf die Erde 16 × 88°, d. h. 1400°, betragen haben. Davon aber kann natürlich gar keine Rede sein. Es unterliegt allerdings keinem Zweifel, daß vor vielen Jahrtausenden die Erdtemperatur beträchtlich höher war als jetzt, teils infolge der höheren Eigentemperatur der Erde, teils auch wegen der früher höheren Temperatur der Sonne, die nach Analogie der Fixsternentwicklung einstmals dem ersten Spektraltypus angehört hat. Geht man aber auf Zeiten zurück, die nur um etwa 5000 bis 6000 Jahre von uns getrennt sind, so kommt man eher zu dem Resultate, daß, für Europa wenigstens, die mittlere Temperatur jetzt höher liegt als damals, wo sich Europa etwa im Zustande seiner dritten Eiszeit befand. Gerade die verschiedenen Eiszeiten lehren, daß in den letzten Jahrtausenden von einer wesentlichen säkularen Abnahme der mittleren Erdtemperatur keine

Rede sein kann, sondern nur von starken periodischen Schwankungen vielleicht lokaler mittlerer Temperaturen, auf die weiter unten zurückgegangen werden soll.

Wir wollen zugeben, daß die Daten, welche zur Ableitung der jährlichen Temperaturabnahme der Sonne geführt haben, recht unsicher sind, besonders das Gesetz, nach welchem die Temperaturabnahme mit der Abkühlung zusammenhängt. Aber selbst wenn die gefundene Zahl um das Hundertfache ihres Betrages zu groß wäre, was denn doch wohl ganz ausgeschlossen ist, so müßte vor 1500 Jahren die mittlere Temperatur der Erdoberfläche um 14° höher gewesen sein, als jetzt, und auch das liegt außerhalb jeder Möglichkeit.

Es ist also klar, daß zurzeit wenigstens noch eine Kraft wirksam sein muß, welche die durch die Ausstrahlung bedingte Erniedrigung der Temperatur ganz oder zu ihrem größten Teile ausgleicht. Man kann sich diese Ausgleichung auf zweierlei Art denken: Entweder wird auf irgend eine Weise der Sonne Energie von außen zugeführt, so daß weder ein Temperaturabfall noch auch ein Energieverlust eintritt, oder es findet infolge innerer Prozesse wohl eine Erhaltung der Temperatur statt, nicht aber eine solche der Energie, d. h. der Ausgleichungsvorgang ist nur ein zeitlich beschränkter, der nach einer gewissen Zeit unter allen Umständen aufhören muß, während im ersteren Falle der äußere Energiezufluß wegen der Unendlichkeit des Weltalls von unbeschränkter Dauer sein könnte.

Zuerst soll hier die Energiezufuhr von außen her betrachtet werden. Hierbei könnte man in erster Linie an die Bestrahlung der Sonne durch die anderen Fixsterne denken, von denen ja jeder einen ähnlichen Energieverlust durch Strahlung erleidet wie die Sonne. Die Strahlung der Fixsterne, selbst der allerhellsten, ist zwar so gering, daß ihr Nachweis durch die empfindlichsten Apparate bisher kaum gelungen ist; doch ist der Gesamtbetrag, der von einer Kugel, wie sie die Sonne darbietet, aufgefangen wird, immerhin nicht unbeträchtlich. Da die Erde aber der gleichen Strahlung ausgesetzt ist, und letztere sogar der geringen Ausstrahlung der bereits stark abgekühlten Erde gegenüber nicht merklich erscheint, so kann natürlich von einem wesentlichen Ersatze der Sonnenausstrahlung auf diesem Wege nicht die Rede sein.

Eine zweite Art der Zufuhr von Energie, gleichzeitig mit einer Vermehrung der Masse der Sonne verbunden, ist durch den Zusammenstoß der Sonne mit meteorischen Massen denkbar. Wegen der meist sehr großen Geschwindigkeit dieser Massen ist trotz ihrer Kleinheit die dabei umgesetzte Wärmemenge eine sehr bedeutende. Man hat dieser Art der Energiezufuhr große Bedeutung beigelegt und ihren Effekt berechnet, indem man die Zahl der auf die Sonne stoßenden Meteore nach den entsprechenden Zahlen für die Erde angesetzt hat. Das dürfte jedoch nicht erlaubt sein, wie schon auf S. 442 angegeben ist.

Es läßt sich aber umgekehrt berechnen, welche Masse erforderlich ist, um durch ihren Zusammenstoß mit der Sonne den Strahlungsverlust zu decken. Gelangt ein Körper mit der Anfangsgeschwindigkeit 0 in den Anziehungsbereich der Sonne, so wird er beim Auftreffen auf die Sonnenoberfläche eine Geschwindigkeit von 607^{km} erlangen, und hieraus läßt sich die Masse berechnen, welche erforderlich wäre, um den Wärmeverlust von 33×10^{32} Gr.-Kal. zu decken, nämlich $7 \times 10^{22\,kg}$, die, wenn man den meteorischen Massen das spezifische Gewicht des Eisens zuschreibt, einen Rauminhalt von $0{,}9 \times 10^{15\,cbm}$ einnehmen würde. Eine solche Masse wäre aber der millionste Teil der Sonnenmasse, und eine jährliche Zunahme der letzteren von diesem Betrage würde eine jährliche Verkürzung des Erdumlaufs oder unserer Jahreslänge um ungefähr 1^s bewirken, was nach allen Beobachtungen gänzlich ausgeschlossen ist.

Anfangs der achtziger Jahre des vorigen Jahrhunderts erschien eine Theorie von William Siemens, nach welcher die Sonnenenergie überhaupt nicht in den Raum ausgestrahlt, sondern zum größten Teil der Sonne wieder zugeführt wird. Diese Theorie hat damals großes Aufsehen erregt und soll deshalb auch hier besprochen werden.

Siemens nimmt an, daß der Weltraum mit außerordentlich verdünnten Gasen, wie Wasserstoff, Sauerstoff, Stickstoff, Kohlenstoffverbindungen, und festen Teilchen kosmischen Staubes erfüllt sei. Jeder einzelne Himmelskörper zieht diese Stoffe an und bildet infolgedessen eine Atmosphäre um sich. Auch das ganze Sonnensystem als solches hat sich mit einer derartigen Atmosphäre umgeben, deren Dichtigkeit zwischen der der Planetenhüllen und der des Weltalls die Mitte hält. Die Verdünnung ist als so hoch anzunehmen, daß ein merklicher Einfluß auf die Bewegung der Planeten nicht stattfindet.

Die Rotation der Sonne wirkt nun durch Reibung in dieser Hülle wie ein Fächer. Die Gase werden an den Polen angesaugt, zum Äquator geführt und dort wieder ausgestoßen. Bei der Annäherung an die Sonne wird die zuerst im Zustande äußerster Verdünnung befindliche Masse allmählich verdichtet und dadurch erwärmt; bei der Berührung mit der Photosphäre kommt sie zur Verbrennung und entwickelt daher eine starke Wärmemenge, welche zur Erhaltung der Sonnenenergie dient. Die Verbrennungsprodukte werden vom Äquator aus wieder in den Weltraum geschickt. Der wichtigste Punkt der Siemensschen Theorie ist nun der, daß diese Verbrennungsprodukte durch die Sonnenstrahlung wieder regeneriert werden, wobei also die strahlende Energie aufgezehrt wird, so daß sie nicht ins Unendliche ausstrahlen kann. Die Berechtigung zu einer solchen Annahme zieht Siemens aus Versuchen von Tyndall, nach denen strahlende Wärme durch Wasserdampf und andere Verbindungen sehr stark absorbiert wird, wobei die strahlende Energie einer intensiven Wärmequelle ein höheres Dissoziationsvermögen besitzt, als der direkt meßbaren Temperatur der Gase entspricht. Sehr beweisend ist nach Siemens der folgende Versuch: Eine mit Wasserdampf gefüllte Glasröhre wurde an einem Ende auf — 32° abgekühlt, ent-

sprechend einem Dampfdruck von $^1/_{1800}$ Atmosphäre. Eine elektrische Entladung ging alsdann nicht durch die Röhre hindurch; wohl aber geschah dies, nachdem das freie Ende der Röhre einige Stunden der Sonnenstrahlung ausgesetzt worden war, wobei die Entladung auf das Vorhandensein von Wasserstoff hinzuweisen schien.

Es hat sich an die Siemenssche Theorie eine sehr umfangreiche Polemik geknüpft, und es sind eine große Zahl von Einwürfen gegen dieselbe erhoben worden, die übrigens, wie nicht geleugnet werden kann, teilweise von Siemens erfolgreich zurückgewiesen sind. Besonders ein Einwurf, der zuerst von Hirn erhoben worden ist, dürfte aber geeignet sein, das Fehlerhafte der Siemensschen Theorie klar zu stellen. Die Temperatur an der Sonnenoberfläche ist eine so hohe, daß daselbst chemische Verbindungen nicht existieren können. Die geforderte Verbrennung der von den Polen zuströmenden Gase muß also schon in beträchtlicher Entfernung von der Oberfläche erfolgen, und bei weiterer Annäherung wird wieder Dissoziation stattfinden, so daß also ein Gewinn an Wärme nicht entsteht. Schließlich kann man sich auch nicht recht vorstellen, wie überhaupt bei der notwendigen außerordentlichen Dünnheit der kosmischen Gase dieselben eine solche Energiemenge herbeiführen können, oder mit anderen Worten, wie es möglich ist, daß ein Energiestrom von nahe der gleichen Stärke wie der als Strahlung von der Sonne ausgehende ständig der Sonne zufließt, ohne sich irgendwie unseren Sinnen direkt oder indirekt zu offenbaren.

Man wird mithin zu der unumstößlichen Tatsache geführt, daß die Sonnenenergie in den Raum hinein ausgestrahlt wird, und daß von außen her kein merklicher Ersatz stattfindet. Andererseits aber unterliegt es keinem Zweifel, daß die Sonnentemperatur in den letzten Jahrtausenden sich auf nahe gleicher Höhe gehalten hat. v. Helmholtz hat nun eine Theorie über die Erhaltung der Sonnentemperatur bei ständigem Verlust der Wärmemenge aufgestellt, welche gleichzeitig auch darüber Aufschluß gibt, wie unter Annahme der Kant-Laplaceschen Weltbildungstheorie überhaupt die hohe Temperatur der Sonne zu erklären ist. Dieselbe entsteht hiernach durch den Fall der sich verdichtenden Sonnenmaterie nach ihrem Zentrum hin, und zwar ist die dadurch erzeugte Wärmemenge unabhängig von der Zeit, welche zur Verdichtung gebraucht wird. Die Gesamtmenge der auf diese Weise bisher freigewordenen Wärme läßt sich mit Hilfe der Potentialtheorie berechnen. Hiernach ergibt sich ein Betrag, der, wenn die Verdichtung von den Grenzen unseres Sonnensystems bis zur jetzigen Größe der Sonne plötzlich vor sich gegangen wäre, eine Sonnentemperatur von 28611000° geliefert haben würde. Da zur Verdichtung aber ein Zeitraum von vielen Millionen oder besser Billionen von Jahren gebraucht worden ist unter ständigem Verluste durch Ausstrahlung, so ist die Sonnentemperatur zu verhältnismäßig nur geringen Höhen angewachsen.

Es ist nun der Frage näher zu treten, ob die zur jetzigen Erhaltung der Sonnentemperatur notwendige Zusammenziehung der Sonne durch Be-

obachtungen direkt nachweisbar ist. Nach v. Helmholtz wird durch die Zusammenziehung der Sonne um $^1/_{10000}$ ihres Durchmessers, oder um 0,″2 eine Arbeit erzeugt, welche einer Temperaturerhöhung von 2861° gleich ist. Bei dem oben ausgerechneten Verlust von jährlich 2° würde diese Wärmemenge zum Ersatze der Ausstrahlung für 600 Jahre ausreichen. Da man aber vorläufig kaum in der Lage ist, den Sonnendurchmesser auf 1″ genau zu bestimmen, so ist, falls nicht eine ganz wesentliche Vermehrung der Messungsgenauigkeit erreicht wird, in 600 Jahren die nach der v. Helmholtzschen Theorie erforderliche Verminderung des Durchmessers noch nicht zu konstatieren. Es ist überhaupt zu bedenken, daß eine Verdichtung der Sonnenmaterie durchaus nicht in einer entsprechenden Änderung des Durchmessers der Photosphäre erkennbar zu sein braucht, da es sich ja nicht um eine feste Oberfläche handelt.

Die Erhaltung auf nahe dem gleichen Temperaturzustande, wie sie zurzeit stattfindet, muß aber naturgemäß einmal ein Ende haben, und dieses Ende tritt ein, wenn die Verdichtung der Sonnenmaterie so weit vorgeschritten ist, daß die weitere Verdichtung nicht mehr zum Wärmeersatz ausreicht. Das schließliche Ende muß unter allen Umständen die vollständige Abkühlung und das Aufhören merklicher Wärme- und Lichtstrahlung sein. In ähnlicher Weise wird man beim Rückblick in die Vergangenheit nicht annehmen können, daß die Sonnentemperatur eine konstante gewesen sei.

Nach dem Entwicklungsgange der Fixsterne, wie er durch die Vogelsche Spektraleinteilung (siehe das Kapitel über die Fixsterne) gegeben ist, muß vor vielen Millionen von Jahren die Sonne der 1. Spektralklasse angehört haben, und die Temperatur ihrer Photosphäre muß damals eine höhere gewesen sein. Wahrscheinlich ist damals auch der Durchmesser und damit die strahlende Fläche größer gewesen, so daß die Bestrahlung der Erde stärker war als jetzt. Dubois hat nun darauf hingewiesen, daß die Entwicklungsgeschichte der Erde nicht allein von ihren eigenen Temperaturverhältnissen abhängig gewesen sein dürfte, sondern auch von denen der Sonne. Dubois hat gezeigt, daß auch die relative Dauer der heißeren Zeiten gegenüber den späteren kühleren sich mit der relativen Dauer des Verweilens eines Sterns innerhalb der einzelnen Spektralklassen auf Grund des von Scheiner gegebenen Gedankenganges, nach welchem diese Dauer ungefähr dem Prozentsatze der jetzt jeder einzelnen Klasse angehörenden Sterne proportional gesetzt werden kann, in Zusammenhang bringen läßt.

Periodische Änderungen der Sonnentemperatur. Als kürzeste Periode von Schwankungen der Sonnentemperatur, die nicht mit der Rotationsdauer zusammenhängen, kann nur die elfjährige Periode der Sonnenflecken in Frage kommen, deren recht regelmäßiger Verlauf durch außerordentlich zahlreiche Beobachtungen festgelegt ist.

Die Photosphäre sendet an der Stelle eines Sonnenflecks eine geringere optische Strahlung aus, als an den anderen Stellen. Jedenfalls muß in einem Sonnenfleck auch die Wärmeausstrahlung eher geringer als größer

sein, gegenüber derjenigen der Photosphäre. Damit stimmen im allgemeinen auch die Beobachtungen überein, und es erscheint daher am wahrscheinlichsten, daß bei Vorhandensein von Flecken auf der uns zugewandten Seite die Sonnenstrahlung (Wärmestrahlung) geringer ist, als zu anderen Zeiten.

Ob dies wirklich der Fall ist, läßt sich theoretisch nicht übersehen, da alle möglichen Komplikationen hinzukommen können. Gewöhnlich pflegt die Umgebung eines Flecks oder eine Fleckengruppe viel dichter mit Fackeln besetzt zu sein, als andere Stellen der Photosphäre, und die von diesen Gebilden ausgehende, zweifellos stärkere Strahlung kann möglicherweise den Defekt von den Flecken ersetzen oder sogar überkompensieren. Ferner ist zu bedenken, daß die Flecken doch nur Äußerungen eines inneren Vorgangs von wechselnder Stärke sind, der außer diesen sichtbaren Folgen noch andere, weniger auffallende nach sich ziehen kann. Es ist durchaus nicht undenkbar, daß zu den Zeiten starker Fleckenbildung die mittlere Temperatur der ganzen Photosphäre höher oder niedriger ist als zu den fleckenarmen Zeiten, und zwar in einem Betrage, der weitaus die direkte Einwirkung der Flecken auf die Strahlung übertreffen könnte. Es läßt sich also a priori nicht übersehen, ob überhaupt eine Abhängigkeit der Sonnenstrahlung vom Fleckenstande existiert, und in welchem Sinne.

Macht man die einfachste Annahme, daß die Temperatur der Photosphäre keine Änderung erführe, und daß die Wärmestrahlung von den Flecken nur die Hälfte der der Umgebung betrage, so würde beim Vorhandensein der größten Flecken, die bisher beobachtet sind, und deren Areal etwa $^1/_{40}$ der Sonnenscheibe bedeckt, eine Abnahme der Strahlung um $^1/_{80}$ stattfinden und damit — allerdings nur bei längerem Andauern dieses Zustandes — eine Abnahme der mittleren Temperatur der Erde um etwa 1°, ein Betrag, der ungefähr an der Grenze der Nachweisbarkeit liegt.

Die der Beobachtung zugänglichen meteorologischen Zustände sind nun im allgemeinen äußerst komplizierter Natur, so daß es gar nicht ohne weiteres als notwendig erscheint, daß sich eine periodische Änderung der Strahlung auch in einer entsprechenden periodischen Schwankung der meteorologischen Elemente deutlich äußert.

Sie braucht sich z. B. durchaus nicht in der mittleren Temperatur eines einzelnen Ortes zu dokumentieren, während sie dies vielleicht im Barometerstande tun würde oder in der Regenmenge usw. Andererseits läßt es sich nicht verkennen, daß die Folgen der sämtlichen meteorologischen Vorgänge auf den Pflanzenwuchs z. B. in indirekter Weise vielleicht besser den Einfluß des Wechsels der Sonnenstrahlung erkennen lassen als noch so vollkommene, aber stets einseitige meteorologische Beobachtungen. Im ersteren Falle findet eine Integration aller Momente statt, im anderen aber nur eine solche von wenigen ausgewählten Momenten. Man soll daher auch derartige Versuche nicht ohne weiteres als unwissenschaftlich beiseite legen, wenngleich Herschel entschieden viel zu weit gegangen ist, als er die Kornpreise als Untersuchungsobjekte vornahm; derartige Dinge hängen eben

nicht allein von meteorologischen Vorgängen ab, sondern wohl in viel stärkerem Maße von politischen und sozialen Bedingungen.

Die Untersuchungen über den Zusammenhang speziell der elfjährigen Periode der Sonnenfleckenhäufigkeit mit meteorologischen Vorgängen sind ganz außerordentlich zahlreich. Indessen kann bei dem gänzlichen Mangel einer Theorie über den Zusammenhang zwischen dem Fleckenstande der Sonne und der Wärmestrahlung derselben eine Untersuchung über diesen Gegenstand unter Zugrundelegung meteorologischer Daten nur eine rein statistische sein. Aus der täglichen Zählung der Sonnenflecken ergibt sich der Verlauf der elfjährigen Periode; event. können auch die Zeiten der Fleckenmaxima und -Minima festgelegt werden, ebenso die relativen Intensitäten derselben. Mit diesen Kurven hat man die über den gleichen Zeitraum ausgedehnten meteorologischen Beobachtungsreihen zu vergleichen und nachzusehen, ob dieselben einen ähnlichen Verlauf zeigen; es kommt dann darauf an, zahlenmäßig zu entscheiden, ob eine etwaige Ähnlichkeit reell oder nur durch Zufall entstanden ist. Das ist der schwierigste Punkt des ganzen Problems, besonders wenn, wie nicht anders zu erwarten ist, der Einfluß der wechselnden Strahlung auf die meteorologischen Daten nur gering ist gegenüber den durch andere Ursachen bedingten Schwankungen derselben. Hier ist der Willkür ein weiter Spielraum gegeben, und es können leicht zwei Bearbeiter des gleichen Materials zu entgegengesetzten Resultaten gelangen.

Nach alledem ist es durchaus verständlich, daß die sämtlichen bisherigen Untersuchungen über den Zusammenhang der Sonnenfleckenperiode mit meteorologischen Daten zu keinem bestimmten Resultate geführt haben.

Es muß noch besonders darauf hingewiesen werden, daß, selbst wenn die elfjährige Periode der Sonnentätigkeit mit einer relativ starken Variation der Temperatur und damit der Strahlung verbunden sein sollte, es doch durchaus nicht auffallend ist, daß man dieselbe bisher nicht erkannt hat, da sie sich nicht hauptsächlich in Schwankungen der mittleren Temperaturen auf der Erde zu äußern braucht. Das Zusammenwirken auf alle möglichen meteorologischen Faktoren und ihre Summation in längeren Zeiträumen ließe vielleicht günstigere Resultate erhoffen; aber es scheint so, als ob die Periode doch viel zu kurz wäre, um eine merkliche Summation aufkommen zu lassen. Es kann jedoch die Frage aufgeworfen werden, ob nicht wesentlich längere Perioden der Sonnentemperatur vorhanden sind, auf welche geologische Ergebnisse anwendbar wären. Auch hier hat Dubois zum ersten Male den Versuch gemacht, die Schwankungen in der mittleren Temperatur gewisser Erdgebiete, welche durch die Eiszeiten angedeutet sind, auf Schwankungen der Sonnentemperatur zurückzuführen.

Um die Vergletscherung eines Landes herbeizuführen, ist das Auftreten besonders tiefer Wintertemperaturen nicht erforderlich. Abgesehen von lokalen Einflüssen und der Menge der Niederschläge ist hierzu notwendig, daß die mittlere Temperatur während langer Zeiträume bei 0° liegt. Nun be-

trägt zurzeit die mittlere Temperatur Europas etwa 10°; nähme sie also um etwa 10° ab, so würde eine neue Eiszeit für diesen Weltteil eintreten. Eine solche Abnahme entspräche einer Verminderung der Sonnenstrahlung von rund $^1/_9$ ihres Betrages, wie sich leicht aus den Betrachtungen auf Seite 451 ergibt.

Nach dem Stefanschen Gesetze entspricht aber dieser Strahlungsänderung eine Temperaturänderung von nur 3%, bei dem wahrscheinlichsten Werte der effektiven Sonnentemperatur von 6250°, also etwa 200°. Das ist überraschend viel weniger, als man sich früher vorgestellt hat, und in Anbetracht der starken lokalen Veränderungen, denen die Photosphäre ständig unterworfen ist, muß man sich umgekehrt eigentlich über die Konstanz der mittleren Erdtemperatur wundern.

Wir nehmen natürlich nicht an, daß die ganze Sonnenmasse periodischen Temperaturschwankungen von dem angedeuteten Betrage unterworfen sein könnte, sondern vielmehr, daß dieselben sich nur in der Atmosphärenschicht, als welche die Photosphäre zu betrachten ist, abspielen. Die Masse der Photosphäre ist gegenüber der Sonnenmasse ganz verschwindend gering, so daß ihre Temperatur durch Ausstrahlung sehr schnell heruntergehen könnte, wenn aus irgend welchen Ursachen die Wärmezufuhr aus dem Innern, im ganzen oder lokal, periodischen Abschwächungen unterworfen wäre. Wir möchten nur andeuten, daß auch andere variable Ursachen mitwirken können, wie z. B. Veränderungen der Absorption innerhalb der obersten Schichten der Photosphäre und Veränderungen des Emissionsvermögens.

Es steht demnach die erforderliche Größe der Amplitude der periodischen Strahlungsschwankungen nicht im Widerspruch mit den beobachteten Tatsachen auf dem Gebiete der Sonnenphysik, und es bleibt nur noch die Frage offen, ob überhaupt Schwankungen der Strahlung von jahrtausendelanger Periode vorhanden sein können. Irgend etwas Positives läßt sich hierüber natürlich nicht sagen; man muß sich damit begnügen, wenn einer solchen Annahme nichts Positives entgegengehalten werden kann, wie dies tatsächlich nicht der Fall zu sein scheint. Nachdem wenigstens *eine* periodische Schwankung innerhalb der Sonnenatmosphäre — die elfjährige Fleckenperiode — festgestellt ist, steht u. E. nichts im Wege, auch noch andere Perioden von weit längerer Dauer als möglich anzunehmen, besonders nicht, wenn man die Wilsingsche Erklärung der Sonnenfleckenperiode annimmt, nach welcher die letztere durch eine gewisse Zähigkeit der inneren Schichten von verschiedener Winkelgeschwindigkeit in Verbindung mit der Reibung hervorgerufen wird. Als ständig wirkende Ursache, welche immer von neuem wieder nach erfolgtem Ausgleich den Spannungszustand hervorruft, ist hierbei wohl die nach der Helmholtzschen Theorie erforderliche langsame Zusammenziehung des Sonnenballs anzunehmen.

Die bisherigen kosmischen Theorien der Eiszeiten, die auf Änderungen der Elemente der Erdbewegungen zurückgehen, also nur Strahlungsänderungen auf der Erdoberfläche kennen, die durch Variationen der Distanz

und der Richtung gegen den strahlenden Körper bedingt sind, haben sich alle als unhaltbar ergeben. Sollte ein Gleiches einmal für die rein tellurischen Erklärungen der Eiszeiten, z. B. durch Veränderungen im Laufe des Golfstroms, eintreten, so würde die Duboissche Theorie als einzige übrig bleiben und dann direkt beweisend für das Vorhandensein von langperiodischen Strahlungsänderungen der Sonne sein.

Es ist im vorigen kurz die Frage eines Einflusses der elfjährigen periodischen Schwankungen in der Sonnentätigkeit auf die meteorologischen Vorgänge auf der Erde berührt worden. Wie schon erwähnt, hat sich indessen hierbei nichts Positives ergeben, obgleich die Zahl dieser Untersuchungen Legion ist. Nur in einer einzigen Beziehung hat sich ein Zusammenhang der Sonnenperioden mit irdischen Vorgängen gezeigt, hier aber auch in so auffälliger Weise, daß ein näheres Eingehen darauf unumgänglich erscheint. Es betrifft dies die beiden, bereits untereinander in deutlichem Zusammenhange stehenden Phänomene der Schwankungen der erdmagnetischen Elemente und der Häufigkeit der Polarlichter.

Jeder Punkt der Erdoberfläche besitzt ein magnetisches Feld, d. h. ein einfacher Stabmagnet, der völlig frei beweglich ist, stellt sich in eine ganz bestimmte Richtung ein, und die magnetische Kraft, welche ihn in diese Richtung zwingt, ist ebenfalls von einer bestimmten Stärke. Richtung und Stärke sind für jeden Punkt der Erde verschieden und für ein und denselben Punkt ändern sie sich zeitlich.

Als erdmagnetische Elemente sind aufzufassen: 1. die Deklination oder derjenige Winkel, welchen die Magnetnadel mit der Richtung Nord-Süd bildet. 2. Die Inklination oder derjenige Winkel, den die Richtung der Magnetnadel mit der Horizontalen bildet. 3. Die Intensität oder die Kraft, mit welcher der Erdmagnetismus auf die Magnetnadel wirkt. Es ist dies die Totalintensität; häufig jedoch wird nicht diese, sondern es werden ihre in horizontaler oder vertikaler Richtung wirkenden Komponenten angegeben; man spricht dann von der Horizontalintensität oder Vertikalintensität. Diese Intensitäten sind in einer bestimmten magnetischen Einheit ausgedrückt, deren Klarlegung an dieser Stelle zu weit führen würde. Als Beispiel seien die mittleren Werte der Deklination und Inklination für das Jahr 1901 und für das Magnetische Observatorium in Potsdam angegeben. Es war die mittlere Deklination gleich $-9^\circ 52'1$ nach Westen, die mittlere Inklination gleich $+66^\circ 30'3$ nach Norden.

Die Schwankungen, denen diese Werte nun zeitlich unterworfen sind, sind sehr komplizierter Art. Zunächst ist eine langsam verlaufende und für sehr lange Zeiträume konstante Veränderung, die säkulare Variation, zu konstatieren; dieselbe beträgt z. B. für Potsdam $+5\overset{\prime}{.}2$ in Deklination und $+1\overset{\prime}{.}4$ in Inklination pro Jahr. Außer diesen säkularen Änderungen sind solche von periodischem Charakter vorhanden; sehr deutlich ist die kürzeste

dieser Perioden, die tägliche, ausgesprochen, die unmittelbar mit der Drehung der Erde um ihre Achse zusammenhängt, ferner die jährliche, die abhängig ist von der Entfernung von der Sonne. Für uns von besonderem Interesse ist nun eine elfjährige Periode, welche genau mit derjenigen der Sonnentätigkeit oder der Sonnenfleckenperiode zusammenhängt.

Außer den mehr oder weniger regelmäßigen Variationen der erdmagnetischen Elemente treten ganz unregelmäßige, meist plötzlich beginnende und rasch verlaufende Schwankungen auf, die man wegen ihrer Abweichungen vom normalen Gange als Störungen bezeichnet. Die Häufigkeit und Stärke der Störungen ist einem beständigen Wechsel unterworfen, und dieser Wechsel steht in Beziehung zu der Sonnenfleckenperiode. Besonders ist aber die tägliche Variation der erdmagnetischen Elemente zu verschiedenen Zeiten ihrer Intensität nach veränderlich, und zwar fast stets in dem Sinne, daß die tägliche Störung eines jeden erdmagnetischen Elements mit der Häufigkeit der Sonnenflecken zu- und abnimmt, so daß die Maxima und Minima bei beiden Erscheinungen gleichzeitig auftreten. Die Übereinstimmung ist eine so große, daß sogar die Unregelmäßigkeiten der Fleckenperiode in der Periode der magnetischen Variationen wiedererscheinen.

Es wird dies auf das deutlichste durch die folgenden Kurven Fig. 165 gezeigt, von denen die oberste die jährlichen Relativzahlen der Sonnenflecken gibt (siehe S. 338), die mittlere die mittlere jährliche Amplitude der Schwankungen in Deklination, die untere die mittlere jährliche Amplitude der Schwankungen in der Horizontalintensität für den Zeitraum von 1854 bis 1894. (Die magnetischen Beobachtungen sind in Greenwich angestellt.)

Der Verlauf ist so gleichförmig, daß Wolf eine einfache Formel angeben konnte, nach welcher man aus den Relativzahlen die mittleren Amplituden der Variationen berechnen kann. Bezeichnet man die letzteren mit a, die Relativzahlen mit r und mit α und β zwei Konstanten, die für jedes Element und für jeden Ort aus den Beobachtungen zu berechnen sind, so ist $a = \alpha + \beta r$. Für Mailand ist z. B. $\alpha = 5'\!.309$ und $\beta = +0'\!.0469$ in Deklination. Nach den Untersuchungen von Schmidt hängen die erdmagnetischen Störungen aber nicht allein von der Sonnentätigkeit ab; es ist vielmehr ein Teil derselben einer anderen, vorläufig nicht bekannten Ursache zuzuschreiben.

Vielfach ist auch die Existenz einer 26tägigen Periode der erdmagnetischen Schwankungen behauptet worden, die also mit der Rotation der Sonne im Zusammenhange stehen würde; sie könnte nur dann zustande kommen, wenn die magnetische resp. elektrische Wirkung der Sonne an bestimmte Sonnenmeridiane geknüpft wäre. Nachdem die Existenz bevorzugter Stellen in bezug auf die Fackeln und Flecken durch Wolfer nachgewiesen ist, würde eine wenigstens einige Zeit hindurch bestehende Abhängigkeit des Erdmagnetismus von der Sonnenrotation nichts Auffallendes bieten.

Die Rotationsperiode der Sonne soll sich speziell in den sogenannten magnetischen Gewittern wiederspiegeln, jenen heftigen und plötzlich einsetzenden Störungen der erdmagnetischen Elemente, die an weit von einander entfernten Stationen der Erde fast genau gleichzeitig auftreten. Nach den Untersuchungen von Marchand soll das Maximum der Störungserscheinungen eintreten, wenn eine Gruppe von Flecken oder Fackeln den Mittelmeridian der Sonne passiert, ohne daß er allerdings einen Zusammenhang zwischen der Intensität der Störungen und dem Durchmesser der Sonnenflecken hätte finden können. Umgekehrt sollen nach Veeder diese Störungen gerade eintreten, wenn die Flecken oder Fackeln sich am östlichen Sonnenrande befinden.

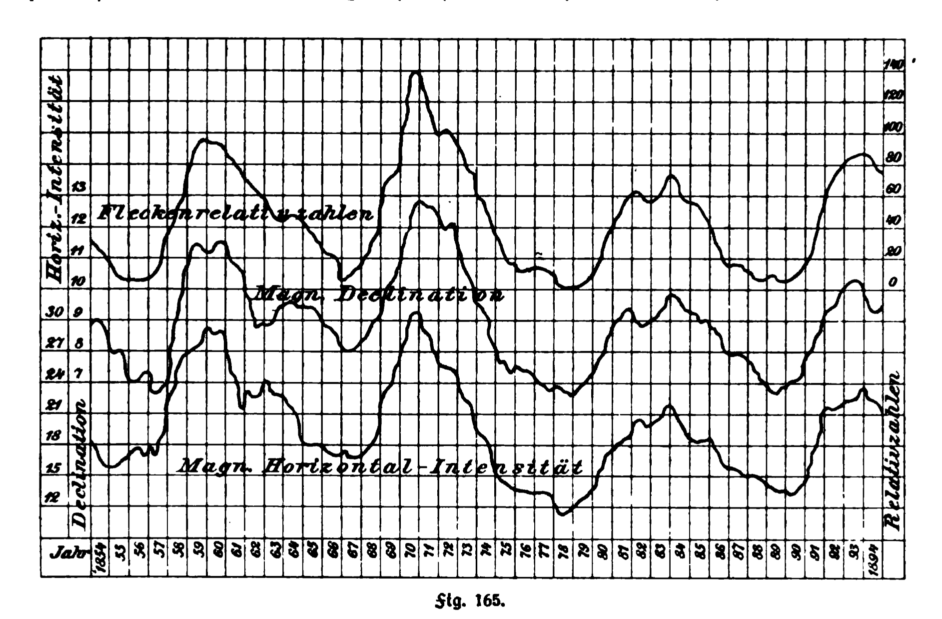


Fig. 165.

Hale hat mit Hilfe seiner spektroheliographischen Aufnahmen gezeigt, daß die Ableitung derartiger Beziehungen ganz illusorisch ist. Auf 132 von 142 Aufnahmen, die er im Jahre 1892 angefertigt hat, befinden sich Gruppen von Fackeln im Zentralmeridian; die Wahrscheinlichkeit, daß eine magnetische Störung mit dem Passieren einer Fackelgruppe durch den Zentralmeridian zusammenfällt, verhält sich also wie 0,93 zu 1, d. h. wegen der Häufigkeit der Fackelgruppen muß schon in 93 Fällen von 100 ein Zusammentreffen mit erdmagnetischen Störungen durch Zufall stattfinden.

Aus 20jährigen Beobachtungen hat Maunder eine 27tägige Periode der magnetischen Stürme abgeleitet, und Schuster hat durch sorgfältige Untersuchungen festgestellt, daß eine Periode von 27,278 Tagen, welche der mittleren Periode der Sonnenrotation nach Carrington entspricht, tatsächlich durch

diese Beobachtungen gegeben ist, obgleich auch hier noch ein zufälliges Zusammentreffen vorliegen kann.

Besondere Aufmerksamkeit ist auch dem Punkt zugewendet worden, daß plötzliche Änderungen im Aussehen eines Sonnenflecks von entsprechenden magnetischen Stürmen begleitet sind. In dieser Beziehung ist auf das immer wieder zitierte Schulbeispiel vom 1. September 1859 hinzuweisen, wo Carrington eine plötzliche Veränderung in einem großen Sonnenfleck wahrnahm, die genau mit einer starken magnetischen Störung, welche durch die Registrierapparate in Kew angezeigt war, zusammenfiel. Aber auch dieser Punkt ist zurzeit noch nicht aufgeklärt, und als vollständig feststehend ist nur der Zusammenhang der elfjährigen Sonnenfleckenperiode mit den erdmagnetischen Variationen zu betrachten.

Die Polarlichter stehen mit den magnetischen Stürmen in ganz direkter Beziehung und zwar in dem Sinne, daß, abgesehen von den höheren Breiten, starke Polarlichterscheinungen stets mit magnetischen Stürmen verbunden sind. Es ist hieraus ohne weiteres zu schließen, daß die Polarlichterscheinungen auch mit der Sonnenfleckenperiode zusammenhängen müssen, und es sind vielfache Untersuchungen hierüber angestellt worden. Es hat sich hierbei mit völliger Sicherheit ein Parallelismus im Gange der Häufigkeit der Sonnenflecken und derjenigen der Polarlichter ergeben. Vergleicht man mit den Wolfschen Relativzahlen die jährlichen Summen der Polarlichter, so ergeben letztere sogar schärfer ausgeprägte Maxima und Minima als die Relativzahlen.

In betreff des Zusammenhanges der einzelnen hervorragenden Fleckenerscheinungen mit den Polarlichtern ist etwa dasselbe zu sagen, wie bei den magnetischen Stürmen; es finden zuweilen auffallende Koinzidenzen statt, aber durchaus nicht in der Weise, daß die Wirkung des Zufalls ausgeschlossen wäre.

Die Frage nach der ursächlichen Verbindung zwischen Sonnenphänomenen und erdmagnetischen Erscheinungen ist überaus schwierig zu beantworten, und die Zahl der bereits aufgestellten Hypothesen ist groß. Eine Beantwortung dieser Frage von definitivem Charakter ist naturgemäß so lange nicht zu geben, so lange das Wesen des Erdmagnetismus selbst noch nicht zweifelsfrei klargestellt ist, und jedenfalls hat sich eine Hypothese über den Zusammenhang zwischen solaren und terrestrischen Erscheinungen streng auf Hypothesen über die Ursache des Erdmagnetismus aufzubauen.

Die scheinbar einfachste und zuerst aufgestellte Hypothese nimmt an, daß die ganze Erde ein permanenter Magnet sei, dessen Pole ungefähr mit den Erdpolen zusammenfallen. Bei der Stärke des magnetischen Feldes muß aber die Hypothese als unannehmbar erscheinen; denn entweder müßte die magnetische Materie ganz nahe an der Oberfläche sich befinden, oder aber das Erdinnere müßte stärker magnetisiert sein als bei reinem Stahl möglich ist. Die Stoffe aber, welche die feste Erdrinde zusammensetzen, sind nur

in geringem Maße magnetisierbar, und das Erdinnere nimmt man als von so hoher Temperatur an, daß überhaupt eisenmagnetische Kräfte nicht mehr vorkommen können.

Die heutige Ansicht über das Wesen des Erdmagnetismus ist nach Nippoldt die folgende. Man denkt sich das magnetische Feld der Erde durch elektrische Ströme erzeugt, die annähernd von Osten nach Westen fließen. Ihr Stromweg ist die Erdrinde, und schon ein ganz schwacher Strom genügt, alle Beobachtungen quantitativ darzustellen. Die vom steten Grundwasser durchtränkten Landmassen stellen bei weitem bessere Leiter vor als das Meer und bedingen die unregelmäßige Verteilung des Erdmagnetismus, da sie die Ost-Westströme seitlich ablenken. Das normale magnetische Feld wird durch die Komponenten der Ströme gebildet, welche in den Parallelkreisen zu den normalen magnetischen Achsen verlaufen. Das anormale Feld kann durch ein System von Strömen dargestellt werden, die um jede größere Ländermasse längs ihrer Peripherie umgekehrt wie der Uhrzeiger laufen, um jede Wasserfläche dagegen in entgegengesetzter Richtung. Die Ursache der täglichen und jährlichen Variationen des Erdmagnetismus sind hauptsächlich in elektrischen Strömungen zu suchen, die oberhalb der Erdrinde, also in unserer Atmosphäre auftreten.

Die in der obigen Hypothese angenommenen Erdströme sind tatsächlich aufgefunden worden und lassen sich in längeren Kabel- oder Telegraphenleitungen leicht feststellen. Sie sind starken Schwankungen unterworfen, die mit den magnetischen Störungen zusammenhängen und bei den magnetischen Gewittern eine solche Intensität erreichen können, daß ein Telegraphieren zur Unmöglichkeit wird. Eine einheitliche Ursache werden die Erdströme, und damit der Erdmagnetismus, nicht besitzen; es wird vielmehr ein Zusammenwirken verschiedener Momente vorhanden sein; eins aber ist sicher, daß nämlich die Sonne eine dieser Ursachen in sich schließt, und zwar nicht eine der am mindesten wirkenden. Die Veränderlichkeit in der Stärke dieser Ursache erzeugt einen Teil der verschiedenen Variationen bis zu der elfjährigen Periode. Die Erdelektrizität ist als das Mittelglied zwischen Sonnentätigkeit und Erdmagnetismus zu betrachten. In unserer Atmosphäre, welche unmittelbar einer Einwirkung der Sonne ausgesetzt ist, fließt dauernd ein in Intensität schwankender elektrischer Strom von oben nach unten, wobei Gebirge und namentlich Vulkane einen störenden Einfluß besitzen. In Hohlräumen, besonders unterhalb der Vegetationsdecke, findet das Einströmen der Elektrizität in den festen Erdkörper statt. Da aber die elektrische Leitfähigkeit der Luft sowohl als die elektrische Bestrahlung durch die Sonne von der Tages- und Jahreszeit abhängen, muß die Zufuhr von Elektrizität ebenfalls hiervon beeinflußt sein; es müssen sich Schwankungen in der elektrischen Potentialdifferenz zwischen zwei Orten der Erdoberfläche ergeben, d. h. Erdströme bestimmter Richtung auftreten. Daß diese Richtung variiert und sich Stromstärke und Spannung ändern, ist selbstverständlich. Daß aber im wesentlichen die Ost-Westrichtung vorherrschen muß, ist eben-

falls selbstverständlich, da die hauptsächlichste Änderung in der wechselnden Bestrahlung durch die Rotation der Erde bedingt ist.

Welcher Art nun die Einwirkung der Sonne ist, besonders die Art, wie der Zusammenhang der magnetischen Gewitter mit der Rotation der Sonne beschaffen ist, ist sehr schwierig festzustellen; denn das Wort „elektrische Bestrahlung durch die Sonne" besagt zunächst nur wenig.

Eine direkte magnetische Wirkung ist ebenso ausgeschlossen, wie für die Ursache des Erdmagnetismus überhaupt; denn selbst wenn die Sonne ein Stahlmagnet wäre, würde sie nicht entfernt die tatsächlich vorhandenen Einwirkungen ausüben können. Es ist interessant, bei dieser Gelegenheit einmal die Größe der Kräfte kennen zu lernen, die bei den an sich so wenig in die Erscheinung tretenden magnetischen Stürmen tätig sind, Schuster hat ausgerechnet, daß bei einem magnetischen Sturm auf der ganzen Erde 2,82 Millionen Pferdekraft in Tätigkeit waren, eine Kraft, die genügt hätte, in den 25 Minuten ihrer Wirksamkeit 7700 Tonnen Wasser vom Nullpunkt bis zum Siedepunkt zu erhitzen.

Entsprechend den modernen Anschauungen über das Wesen der Elektrizität ist nun die Hypothese aufgestellt worden, daß die Sonne nach allen Richtungen hin einen kontinuierlichen Strom von negativ geladenen Teilchen aussende, in dem sich die Erde befände, und durch den sie die zur Erzeugung der Erdströme nötige Energie gewänne; durch besonders starke Ausbrüche dieser elektrisch geladenen Teilchen würden die magnetischen Stürme veranlaßt. Lord Kelvin und Schuster haben aber nachgewiesen, daß die Sonne ganz unmöglich derartige Energiemengen dauernd aussenden kann. Zur Erzeugung eines 8stündigen magnetischen Gewitters müsse die Sonne soviel Energie aussenden, wie sie vermöge ihrer Wärmestrahlung erst in vier Monaten aussendet. Ein weiterer gewichtiger Einwurf besteht darin, daß durch ständige Aussendung negativ geladener Teilchen die Sonne selbst im Laufe der Zeit eine ganz enorme positive Ladung annehmen müßte, die schließlich das Ausstoßen der negativen Elektrizität zur Unmöglichkeit machen würde.

Schuster nimmt daher an — und das dürfte dem neuesten Standpunkt unserer Kenntnisse über diese Frage entsprechen —, daß die Energie, welche zu den magnetischen Stürmen verbraucht wird, überhaupt nicht von der Sonne herkommt, sondern terrestrischen Ursprungs ist und durch die Sonne nur ausgelöst wird. Als Energiequelle betrachtet er die lebendige Kraft, welche durch die Rotation der Erde gegeben ist. Es wird ausgerechnet, daß diese Energiemenge gegenüber den magnetischen Energien eine ganz überwältigende ist. Selbst 100 magnetische Stürme der stärksten Art pro Jahr in einer Million von Jahren würden der Erdrotation nicht mehr Energie entziehen, als einer Verzögerung der Rotation um 1^s im Jahre entspricht. Eine rotierende Schicht unserer Atmosphäre von $0{,}1^{mm}$ Dicke würde 2000mal mehr Energie enthalten, als zu dem oben in Berechnung gezogenen magnetischen Sturme verbraucht wird.

In welcher Weise man sich nun eine Auslösung dieser Kräfte durch die Sonne vorzustellen habe, zeigt Schuster folgendermaßen. Die Intensität eines elektrischen Stroms hängt nicht bloß von der elektromotorischen Kraft ab, also der erzeugenden Ursache, sondern auch von dem Widerstande, den der Strom auf seinem Wege zu überwinden hat.

In den dünnen oberen Teilen unserer Atmosphäre ist die Leitfähigkeit der Luft eine sehr schwache, so daß dort elektrische Strömungen vorhanden sein werden. Man kennt nun verschiedene Mittel, diese Leitfähigkeit der Gase zu vermehren, z. B. durch Bestrahlung mit ultraviolettem Licht, oder durch Jonisation oder Radioaktivierung der Luft. Der stets plötzlich erfolgende Ausbruch eines magnetischen Sturmes erinnert nun sehr an ein bekanntes Experiment. Stellt man z. B. die Elektroden einer Elektrisiermaschine in eine solche Entfernung, daß Funken nicht mehr überspringen können, und bringt man dann eine geringe Menge Radium in die Nähe, welches Elektronen in die den Widerstand bildende Luftschicht aussendet, so springt sofort der Funken über, da nunmehr genügende Leitfähigkeit der Luft eintritt. Ohne nun ganz bestimmte Voraussetzungen zu machen, nimmt Schuster an, daß von der Sonne ein Effekt ausgeht, welcher imstande ist, die Leitfähigkeit unserer Atmosphäre zu erhöhen; wie alsdann das Rotationsmoment in Anspruch genommen wird zur Energieabgabe, wird nur dem verständlich werden, der mit dem Zustandekommen elektrischer Ströme vertraut ist. Dies kann nämlich nur dann geschehen, wenn die elektrischen Ströme durch eine Bewegung induziert werden, die senkrecht zu den magnetischen Kraftlinien der Erde steht. Jede relative Bewegung zwischen irgend einem größeren Teile der Erdatmosphäre und der Erde selbst erzeugt eine elektromotorische Kraft, welche Ströme von genügender Stärke hervorbringen kann, um unsere Magnetometer in Tätigkeit zu versetzen. Die tägliche Variation stimmt mit denjenigen Wirkungen überein, welche aus der horizontalen Bewegung der Luft resultieren müssen, die durch die tägliche Variation des Luftdrucks gegeben ist. Einen ähnlichen elektrischen Strom müssen die Konvektionsströme auf unserer Erde hervorbringen, welche in der Atmosphäre auf- oder absteigen. Sie müssen in den äquatorialen Gegenden einen Ost-Weststrom und in den Polargegenden einen West-Oststrom erzeugen. Wenn an der Grenze unserer Atmosphäre eine leitende Gasschicht vorhanden ist, welche nicht dieselbe Winkelgeschwindigkeit wie die Erde besitzt, so werden hierdurch elektrische Ströme hervorgebracht, und sobald diese Ströme durch eine von der Sonne verursachte Änderung der Leitfähigkeit verändert werden, muß das Resultat eine magnetische Störung sein.

Es wird aus den vorstehenden Betrachtungen, wenn sie in ihrer kurzen Darstellung auch vielleicht schwer verständlich sind, zu ersehen sein, daß das Problem des Sonneneinflusses auf den Erdmagnetismus resp. auf die Erdelektrizität ein ganz außerordentlich kompliziertes ist, von dessen Lösung man noch weit entfernt ist. Die Schustersche Theorie befindet sich, soweit sie die Erde betrifft, vollständig auf exaktem Boden; die Art der Einwirkung der

Sonne auf die Leitfähigkeit der Atmosphäre läßt sie noch ganz offen. In den Theorien über das Wesen der Korona finden wir mancherlei Beziehungen und Wirkungen, die sich weit im Raume ausbreiten, und die man vielfach mit den erdmagnetischen Erscheinungen in Verbindung gebracht hat. Es ist in der Tat verlockend, Strahlen, die viele Sonnendurchmesser weit sich erstrecken, sich bis zu uns hin fortgesetzt zu denken und sie als Träger elektrischer Kräfte zu betrachten; aber irgend etwas Positives ist zurzeit nicht hierüber anzugeben.

Eine andere Frage ist die, ob von der Sonne eine elektromagnetische Strahlung ausgeht. Das Gebiet der Wellenlängen ist auf der ultraroten Seite auf bolometrischem Wege so weit untersucht worden, als noch eine Wärmewirkung nachweisbar ist; es steht der Annahme nichts gegenüber, daß die Strahlung sich aber auch noch auf viel größere Wellen erstreckt, die wesentlich eine elektromagnetische Wirkung ausüben. Es ist vorstellbar, daß jeder warme Körper elektrische Wellen aussendet, obgleich dies durchaus nicht so sein muß, da ja vielleicht für alle Körper das Emissionsvermögen für die in Frage tretenden langen Wellen Null sein kann. Daß es jedenfalls nicht bedeutend ist, geht daraus hervor, daß es bisher nicht gelungen ist, im Laboratorium in der Strahlung glühender Körper elektrodynamische Wellen nachzuweisen; ihre Erzeugung beschränkt sich bisher auf rein elektrische Methoden, d. i. auf einen künstlich herbeigeführten Wechsel des Potentials.

Von Wilsing und Scheiner sind nun Versuche gemacht worden mit Hilfe eines sehr empfindlichen Verfahrens, welches ähnlich dem bei der Funkentelegraphie angewandten ist, elektromagnetische Wellen in der Sonnenstrahlung nachzuweisen, aber mit durchaus negativem Resultat.

Der negative Ausfall beweist aber zunächst nur, daß eine merkliche elektrische Sonnenstrahlung nicht bis zur Erdoberfläche dringt, nicht aber, daß eine solche Strahlung überhaupt nicht von der Sonne ausgeht. In einer gewissen Höhe über der Erdoberfläche befindet sich wegen ihrer geringen Dichte eine leitende Schicht der Luft, wie sie ja auch Schuster annimmt, und es ist daher die Annahme berechtigt, daß eine etwaige elektrische Sonnenstrahlung in dieser leitenden Schicht absorbiert wird und daselbst elektrische resp. magnetische Wirkungen der oben besprochenen Art erzeugt; dann würde natürlich auf der Erdoberfläche von dieser Strahlung nichts mehr bemerkbar sein. Andererseits ist es auch möglich, daß die Sonne mit einer entsprechenden Gasschicht umgeben ist, welche die von der Photosphäre ausgehende Strahlung vollständig absorbiert, so daß nichts zur Erde gelangen kann; es liegt aber doch der Gedanke nahe, die Absorption einer elektromagnetischen Sonnenstrahlung in den oberen Schichten unserer Atmosphäre als das von Schuster offengelassene Agens für erdmagnetische Erscheinungen zu betrachten.

Schlußbetrachtungen. Mit dem in dem Abschnitt „Sonne“ Dargelegten haben wir versucht, ein Bild von dem jetzigen Zustande der

Forschungen über unseren Zentralkörper, den einzigen uns nahen Fixstern, zu geben. Wegen des ungeheuren Umfangs dieser Forschungen kann es sich naturgemäß nur um ein Bild handeln, welches als solches nicht frei sein kann von subjektiver Anschauung. Wohl jeder Forscher, der sich mit dem Problem der Sonne beschäftigt hat, wird sich seine eigene Anschauung darüber gebildet haben, die in mehr oder weniger vielen Punkten von derjenigen anderer abweicht; diese Abweichungen aber gehen bis zu den größten Extremen, in denen sogar die Grundlagen verschieden sind: Die einen nehmen das, was sie auf der Sonne sehen, als reell an, es sind die Anhänger der materiellen Sonnentheorien; die anderen erblicken in allem nur optische Täuschungen. Es hat sich bisher noch keine Autorität gefunden, der es möglich gewesen wäre, eine vermittelnde Theorie aufzustellen oder eine derartig klar bewiesene Anschauung zu vertreten, daß ihr ausnahmslos alles huldigte; es ist für absehbare Zeit auch gar keine Hoffnung in dieser Beziehung zu hegen. So bleibt auf diesem Gebiete alles subjektiv, und wenn wir es im folgenden unternehmen, eine kurze zusammenfassende Schlußdarstellung über die Physik der Sonne zu geben, so kann das auch nichts anderes sein, als unsere subjektive Meinung, die gewiß manchen Widerspruch finden wird, im übrigen aber in den meisten Punkten nichts Neues bietet, sondern sich an bereits veröffentlichte Ansichten anschließt und dadurch gewiß auch manchen Beifalls sicher sein wird.

1. Die Sonne ist als ein Gasball von hoher Temperatur zu betrachten. Sowohl die Temperatur als auch der Druck und die Dichtigkeit der Gase nehmen von innen nach außen ab. Die Temperatur der äußeren Teile ist deshalb eine geringere, weil sie ihre Wärme durch Ausstrahlung in den leeren Raum verlieren; von innen erfolgt ein Ersatz dieser Wärme im wesentlichen durch Konvektionsströme. Eine Vorstellung über die Verhältnisse im Innern ist unmöglich, da einerseits die hohe Temperatur bestrebt ist, die Gase auszudehnen, andererseits der starke Druck einen hohen Dichtigkeitsgrad der Gase herbeiführt. Eine Verflüssigung der Gase durch den starken Druck ist nicht möglich, da hierzu die Temperatur zu hoch ist; infolge der großen Dichtigkeit werden aber die allgemeinen Eigenschaften der Gase, hauptsächlich in betreff der inneren Reibung und der damit zusammenhängenden Zähigkeit, gar nicht mit denjenigen vergleichbar sein, die wir im allgemeinen den Gasen zuschreiben. Nur unter gewissen Umständen, z. B. bei heftigen Explosionen, können wir auf den Zustand der Gase unter starkem Druck Rückschlüsse ziehen, wenn wir sehen, wie nicht allein die festesten Metallwände gesprengt werden, sondern wie die Gase auch die Oberfläche der stärksten Materialien demolieren, indem sie Vertiefungen in dieselben einbohren oder Furchen reißen.

Die Gesetze, nach denen Druck und Temperatur nach außen abnehmen, kennen wir nicht, auch nicht die Gesetze, nach denen dieser Gasball rotiert, doch ist anzunehmen, daß die Rotation aller Schichten um nahe dieselbe Achse erfolgt. Über die Verteilung der verschiedenen chemischen Elemente

ist ebenfalls nichts bekannt; wahrscheinlich werden jedoch die schwereren Gase im Innern relativ stärker vertreten sein als in den äußeren Schichten. Die sehr leichten Gase Wasserstoff, Helium und Koronium (letzteres ist vielleicht als eine Mischung verschiedener unbekannter Elemente aufzufassen) befinden sich in den äußeren, von uns direkt untersuchbaren Schichten in relativ ganz überwiegender Menge; die anderen, durch die Spektralanalyse wahrnehmbaren Elemente können nur als Beimischungen von sehr geringer Menge betrachtet werden; in den äußersten Schichten fehlen sie überhaupt gänzlich. Die Beimengung dieser Elemente zum Wasserstoff (es soll der Kürze halber der Wasserstoff allein genannt werden, wenn das Gemenge von ihm mit Helium und Koronium gemeint ist) ist etwa so zu verstehen wie diejenige des Wasserdampfes in unserer Atmosphäre, nur in viel gleichförmigerer Weise als dies beim Wasserdampf infolge der viel komplizierteren Verhältnisse der Erdatmosphäre der Fall ist.

Die Menge des Wassers, welches in gasförmigem Zustand in unserer Atmosphäre gelöst sein kann, hängt von der Temperatur ab. Sinkt letztere bei gegebener Wasserdampfmenge unter eine gewisse Grenze herab, so kann ein Teil des Wasserdampfes nicht mehr in Lösung bleiben, sondern kondensiert sich in feinen Tröpfchen zu Wasser, welche wegen ihrer Feinheit nur mit sehr geringer Geschwindigkeit herabsinken und daher eine schwebende Wolkenschicht bilden.

In irgend einer, in einer gewissen Entfernung vom Sonnenmittelpunkt befindlichen äußeren Schicht ist in entsprechender Weise die Temperatur auf einen solchen Punkt gesunken, daß irgend ein Element, wahrscheinlich eines der am schwersten schmelzbaren, sich ebenfalls zu kleinen Tröpfchen kondensiert hat, welche als eine konzentrische Wolkenschicht in dem Gasball schweben. Das Element oder die Elemente, welche hieran teilnehmen, sind unbekannt; ferner ist überhaupt alles unbekannt, was sich in den tieferen Teilen dieser Schicht abspielt. Bekannt ist nur dasjenige, was in den oberen Teilen dieser Schicht oder oberhalb derselben vor sich geht. Diese Wolkenschicht ist die Photosphäre, die scheinbare Oberfläche und Begrenzung der Sonne; ihre mittlere Temperatur ist etwa zu 7000° anzunehmen.

2. Innerhalb der photosphärischen Schicht, deren Dicke unbekannt ist, nimmt die Dichtigkeit des Wasserstoffs und der beigemengten übrigen Bestandteile nach innen hin merklich zu. In den oberen Teilen ist die Dichtigkeit sehr gering, entsprechend auch die Kondensation; letztere ist höchstens mit der Kondensation in den feinsten, nur eben wahrnehmbaren weißlichen Schleiern unserer Atmosphäre zu vergleichen. Es dringt also Strahlung auch aus tieferen Schichten der Photosphäre nach außen; dieselbe erleidet aber in den innerhalb und dicht oberhalb der Photosphäre befindlichen beigemengten Dämpfen eine selektive Absorption, durch welche die Fraunhoferschen Linien entstehen. Die sogenannte absorbierende Schicht, welche am Rande die Umkehr der dunklen in helle Linien erkennen läßt und das Flash-Spektrum liefert, ist nicht als eine selbständige Schicht von größerer Dicke

zu betrachten, sondern sie ist bloß die Grenze desjenigen Teiles des Sonnenballs, der Beimengungen von Metalldämpfen enthält, und in welchem sich die Photosphäre befindet. Jeder Punkt der Photosphäre strahlt wie ein schwarzer Körper. Öffnungen oder Vertiefungen in der Photosphäre geben an sich ebenfalls die Strahlung des schwarzen Körpers, da die enorme Dicke und Dichte der inneren Gasschichten schwarze Strahlung bedingt, und zwar ist ihre Strahlung sogar intensiver als diejenige der benachbarten Teile, da wegen der tieferen Lage die Temperatur eine höhere ist. Die tieferen Teile müßten also am hellsten erscheinen, wenn nicht, ebenfalls wegen der tieferen Lage, diese Strahlung eine bedeutend stärkere Absorption erführe. Auch die dicht oberhalb der Photosphäre befindlichen Gasschichten absorbieren noch in sehr starker Weise, wie dies aus der Abnahme der Helligkeit der Scheibe von der Mitte bis zum Rande hervorgeht. Die Absorption auf der Sonne ist eine zweifache, eine selektive und eine allgemeine. Die selektive wird durch Gase verursacht; die allgemeine ist vielleicht ihrem Wesen nach überhaupt keine Absorption, sondern sie kommt vielleicht ganz oder teilweise durch Molekulardiffraktion zustande, ähnlich wie in unserer Atmosphäre die Bläue des Himmels entsteht.

3. Da die Photosphäre sich nahe an der Grenze des eigentlichen Sonnenballs befindet, d. h. da, wo die Gase eine schließlich kaum noch merkliche Dichtigkeit besitzen, so enden und beginnen in ihr die Konvektionsströme, welche die abgekühlte Materie nach innen, die warme von innen nach außen führen. Die Photosphäre kann daher keine glatte Begrenzung nach außen zeigen, sondern die Grenzschicht muß wellig oder körnig sein, wie das auch bei unseren Wolkenschichten fast immer der Fall ist. Da auch seitliche Strömungen innerhalb der Photosphäre stattfinden, so kann die Granulation der Photosphäre nach der v. Helmholtzschen Theorie auch teilweise bedingt sein durch unregelmäßige Wellenbildung an zwei übereinandergleitenden Schichten verschiedener Dichtigkeit. Die höher gelegenen Stellen der Photosphäre sind die hellen Körner der Granulation, das dunkle Netz zwischen denselben liegt tiefer und unterliegt einer stärkeren Absorption, weshalb es eben dunkler erscheint. Die Fackeln sind Gebiete, welche noch höher liegen als die Spitzen der Körner, daher erscheinen sie auch noch heller. Die kräftigeren Fraunhoferschen Linien, besonders die Verbreiterungen einzelner Linien, entstehen durch die vermehrte Absorption in den tieferen Stellen der Photosphäre, welche zwischen den Körnern liegen.

Die Flecken selbst sind stärkere Vertiefungen in der Photosphäre. In den Kernen, welche das tiefste Niveau einnehmen, ist photosphärische Masse wahrscheinlich gar nicht mehr vorhanden, wie daraus zu schließen ist, daß sie gänzlich strukturlos erscheinen; die aus dem Innern kommende Strahlung von hoher Temperatur wird im Kern durch merklich kühlere Dämpfe sehr stark absorbiert, sowohl selektiv als allgemein, oder sie erleidet Einbuße durch starke Diffraktion.

Das Niveau der Penumbra liegt tiefer als dasjenige der unmittelbaren

Umgebung des Flecks, aber höher als der Strahlungsursprung des Kerns; die Absorption ist eine mittlere zwischen derjenigen des Kerns und der der Photosphäre; aber einzelne Granulationen reichen doch immer noch so hoch, wie in der normalen Photosphäre. Die Brücken, welche auf den Fleckenkernen erscheinen, sind photosphärische Massen, deren Niveau etwa demjenigen der Fackeln entspricht; sie werden durch horizontale Strömungen über den Fleck hinweggeführt.

Alle photosphärischen Erhebungen, also Fackeln und die helleren Körner, verdanken ihre größere Helligkeit wahrscheinlich nicht allein der verminderten Absorption, sondern auch einer erhöhten Temperatur, und die Temperaturerhöhung ist die wahrscheinliche Ursache ihrer Emporhebung. Es sind die Spitzen der emporsteigenden Konvektionsströme, die in den Fackeln ganz besonders gedrängt sind. Die Erklärung für diese Behauptung ist darin zu suchen, daß nach Ausweis der spektroheliographischen Aufnahmen in den oberen Teilen dieser Gebilde Wasserstoff und auch die Kalziumbeimengung helle Emissionslinien zeigen. Die Temperatur dieser Gase ist also höher als diejenige der darunter liegenden Teile der Photosphäre, sonst müßte Absorption eintreten, es sei denn, daß diese Absorption bereits vorher erfolgt ist; das ist aber z. B. bei den Fackeln mit ihrem überaus hellen kontinuierlichen Spektrum sicherlich nicht der Fall. Die Fackeln resp. die Kalziumflocculi befinden sich hauptsächlich in der Umgebung der Flecken, und hier treten vorwiegend die Protuberanzen auf, deren Emporsteigen mit den aufsteigenden Konvektionsströmen doch wohl in Zusammenhang stehen dürfte

Die Protuberanzen sind Ausströmungen von Wasserstoff und Helium nebst Beimengungen von Kalzium; ihre Dichtigkeit ist verschwindend gering, so daß die Zahl der Moleküle, die in Schichten von Tausenden von Kilometern getroffen werden, etwa derjenigen in den wenigen Millimetern einer Geislerschen Röhre gleichkommt. In der Korona, in welcher sie sich erheben, ist die Dichtigkeit der Gase noch außerordentlich viel geringer und liegt unterhalb aller Vorstellbarkeit. Die in der Korona vorhandenen festen oder flüssigen Teilchen sind vielleicht meteorischen Ursprungs, auch die Dichtigkeit ihrer Verteilung ist über alle Begriffe gering. Ob die Strahlen der Korona auf rein mechanischem oder auf elektromagnetischem Wege zustande kommen, ist zurzeit nicht zu entscheiden.

4. Die Ursache des periodischen Wechsels in den solaren Erscheinungen ist in Vorgängen im Innern der Sonne begründet; sie ist gegeben durch die Rotation der Sonne, durch welche die Geschwindigkeiten von Massen, die auf- oder absteigen, oder die in den Richtungen von und zu den Polen strömen, von derjenigen ihrer Umgebung verschieden sind. Die Beschränkung im Auftreten der Flecken auf die beiden Zonen in der Nähe des Äquators beruht auf derselben Ursache. Durch die Untersuchungen von Wilsing und Emden ist nachgewiesen, daß die Verschiedenheiten in der Geschwindigkeit in Verbindung mit der Zähigkeit und Reibung der tiefer gelegenen Schichten zu Störungen in den oberen Schichten, zur Erzeugung von Wellen und

Wirbeln Veranlassung geben. Eine nicht rotierende Sonne würde wahrscheinlich keine zonenartigen Fleckenphänomene aufweisen. Die direkte Ursache der einzelnen Flecken dürfte nach v. Oppolzer in den sich erhitzenden, absteigenden Massen oberhalb der Photosphäre zu suchen sein.

Wir beschränken uns auf diese ganz allgemeinen Darlegungen, da für die speziellen Erscheinungen noch immer ein sehr weiter Erklärungsspielraum vorhanden ist. Ganz besonders hervorheben aber möchten wir die schon mehrfach angegebene Überzeugung, daß die sämtlichen, uns sichtbaren Phänomene auf der Sonne zwar in ungeheuren Räumen, aber in höchst unbedeutenden Massen von ganz außerordentlich geringer Dichte vor sich gehen, in Massen, die gegenüber der Gesamtmasse der Sonne ein Nichts sind. Diese Erkenntnis ist eigentlich betrübend; denn sie besagt, daß ein gewaltiges Maß von Arbeit und Scharfsinn auf Vorgänge im Weltall aufgewendet wird, die ihrem Wesen und ihrer Wirkung nach höchst unbedeutend sind. Und doch darf dies nicht von weiterer energischer Arbeit auf dem Gebiete der Sonnenforschung abhalten; denn in rein wissenschaftlicher Beziehung kommt es niemals auf die Bedeutung des untersuchten Gegenstandes an, sondern nur darauf, daß wir uns der wahren Naturerkenntnis nähern. Und ferner ist ja auch zu bedenken, daß die durch die äußeren Sonnenphänomene indirekt zur Kenntnis gelangenden ursächlichen Vorgänge im Innern der Sonne vielleicht sehr gewaltiger Art sein können.

Siebenter Abschnitt.

Planeten, Monde, Kometen, Meteore, Zodiakallicht.

Einundzwanzigstes Kapitel.

Die Planeten und ihre Monde.

Nach der sogenannten Kant-Laplaceschen kosmogenetischen Anschauung war die Sonne ursprünglich weit über die Grenzen unseres Sonnensystems ausgedehnt und ist allmählich im Laufe unfaßbar großer Zeiträume zu ihrer jetzigen Ausdehnung zusammengeschrumpft. Bei dieser Zusammenziehung sind die Planeten abgetrennt worden, und ihre jetzigen Entfernungen entsprechen annähernd den Durchmessern, welche die Sonnenkugel zur Zeit der Abtrennung gehabt hat. Es sind hieraus zwei Schlüsse zu ziehen: Die äußeren Planeten sind absolut genommen die ältesten, sie haben also die längste Entwickelungsepoche hinter sich, und ferner sind sie aus Elementen zusammengesetzt, welche sich bei ihrer Entstehung in den äußeren Teilen des Sonnenballs befanden, welche also wahrscheinlich durchschnittlich spezifisch leichter sind, als bei den jüngeren und der Sonne näheren Planeten. Da aber die tatsächliche Entwickelung eines Himmelskörpers nicht allein von der Zeit abhängt, sondern auch von seiner Masse, so braucht der relative Entwickelungszustand der Planeten keineswegs von den inneren nach den äußeren fortzuschreiten, vielmehr kann er bei den sehr viel größeren Massen der äußeren Planeten beträchtlich gegenüber den kleineren inneren Planeten zurückstehen.

Eine zurzeit noch bestehende physische Abhängigkeit der Planeten von ihrem Abstande von der Sonne ist gegeben durch die genähert mit dem Quadrate der Entfernung abnehmende Wärmestrahlung der Sonne. Wegen des großen Unterschieds der Entfernungen ändern sich aber die Strahlungsmengen bei den verschiedenen Planeten ganz außerordentlich. Wie sich nun die leicht zu berechnenden Strahlungsmengen auf den Strahlungseffekt äußern, läßt sich nicht exakt berechnen, da ja der Effekt von der Beschaffenheit der betreffenden Planeten, besonders von der Beschaffenheit der Atmosphären, abhängt. Bei der Erde beträgt die Strahlungsmenge 2,3 Gr.-Kal. auf das Quadratzentimeter in der Minute und der Effekt 88°, d. h. ohne Sonnenstrahlung würde die mittlere Temperatur der Erdoberfläche — 73° C betragen; bei dieser Temperatur findet Gleichgewicht zwischen Ausstrahlung

und der aus dem Erdinnern zugeführten Wärme statt. Macht man nun die allerdings gewiß nicht genau zutreffende Annahme, daß bei den übrigen Planeten der Strahlungseffekt im gleichen Verhältnis wie bei der Erde zur Strahlung selbst stehe, so gelangt man wenigstens zu Zahlen, die eine genäherte Anschauung über die Wärmewirkung der Sonne auf die Planeten gewähren.

In der folgenden Tabelle befinden sich in der 2. Kolumne die mittleren Entfernungen der Planeten von der Sonne. Die 3. Kolumne enthält die Strahlungsmengen in Gramm-Kal., die 4. den Strahlungseffekt, unter der oben angegebenen Voraussetzung berechnet.

Planet	Mittlere Entfernung	Strahlung	Strahlungs-effekt
Merkur	0,39	15,3	587°
Venus	0,72	4,4	168°
Erde	1,00	2,3	88°
Mars	1,52	1,0	38°
Jupiter	5,20	0,09	3°
Saturn	9,54	0,03	1°
Uranus	19,18	0,006	0,2°
Neptun	30,05	0,003	0,1°

Hiernach würde die auf dem Merkur durch die Sonnenstrahlung bewirkte Temperaturerhöhung 7 mal so groß sein als auf der Erde, auf dem Neptun dagegen 1000 mal kleiner. Ähnlich würden die Unterschiede der Temperaturen zu den verschiedenen Jahreszeiten, an den verschiedenen Orten der Oberfläche, sowie zwischen Tag und Nacht zur Geltung kommen; besonders würden auf den äußeren Planeten Saturn, Uranus und Neptun überhaupt derartige Unterschiede nicht mehr in merklicher Weise vorhanden sein.

1. **Merkur.** Merkur ist der sonnennächste und gleichzeitig der kleinste aller Planeten. Seine mittlere Entfernung von der Sonne beträgt 58000000^{km}, doch variiert diese Entfernung sehr stark wegen der großen Exzentrizität seiner Bahn (0,206). Sein Durchmesser beträgt 4800^{km}, seine Dichtigkeit kommt derjenigen der Erde, dem dichtesten der Planeten, mit 0,80 ziemlich nahe. Seine Umlaufszeit beträgt 88 Tage.

Wegen seines geringen Abstandes von der Sonne ist er immer nur kurze Zeit und auch dann nur bei tiefem Stande, also unter ungünstigen Umständen zu beobachten, daher weiß man auch in betreff seiner Oberflächenbeschaffenheit nur wenig. Es sind Flecken auf ihm beobachtet worden, die aber sehr schwierig zu sehen sind, da sie ziemlich verwaschen erscheinen, vielleicht auch zu verschiedenen Zeiten verschieden kräftig sind. Schiaparelli hat aus der Verfolgung dieser Flecken auf die Gleichheit seiner Rotation und Umlaufszeit geschlossen, ein Zustand, der bei unserem Monde in bezug auf die Erde ebenfalls vorhanden ist und als das Endresultat von Flutwirkungen notwendig erscheint. Mit Sicherheit ist übrigens die Frage seiner Rotationszeit noch nicht entschieden.

Das Spektrum des Merkur ist im wesentlichen nur von Vogel untersucht worden. Dasselbe entspricht vollständig dem Sonnenspektrum, nur scheinen die Wasserdampflinien unserer Atmosphäre im Merkurspektrum etwas

stärker zu sein, als im Spektrum von Fixsternen, welche sich in gleicher Höhe über dem Horizont befinden. Ebenso scheint auch das Violett etwas schwächer zu sein als im Sonnenspektrum. Im photographischen Teile des Spektrums konnte in bezug auf die Linien nur vollständige Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum konstatiert werden. Aus diesen Resultaten kann nur der Schluß gezogen werden, daß Merkur wahrscheinlich eine Atmosphäre besitzt, in welcher Wasserdampf vorhanden ist, aber wohl nur in geringer Menge.

In bezug auf die physische Konstitution des Merkur sind die photometrischen Ergebnisse von größerer Sicherheit als die spektroskopischen, mit denen sie sich übrigens im Einklange befinden. Die scheinbare Helligkeit Merkurs ist starken Schwankungen unterworfen, die einmal durch die starke Exzentrizität der Bahn bedingt sind, hauptsächlich aber durch die stark wechselnde Entfernung von der Erde und durch die Phasenbildung. Nach den Beobachtungen von Müller kann seine Helligkeit schwanken (in Sterngrößen ausgedrückt) von 1,1 bis — 1,2, d. h. von der Helligkeit Aldebarans bis zu der des Sirius. Er würde also ein sehr auffallendes Objekt sein, wenn er am Nachthimmel zu beobachten wäre, während er für gewöhnlich ohne besondere Anstrengung gar nicht mit bloßem Auge zu sehen ist; so soll ihn z. B. Kopernikus trotz aller Bemühungen niemals gesehen haben. Seine Phase schwankt wie beim Monde zwischen 0° und 180°, doch hat er im allgemeinen wegen der schon hervorgehobenen Schwierigkeiten nur zwischen den Phasenwinkeln 50° und 120° beobachtet werden können. Beim Phasenwinkel 0° ist er als dunkle Scheibe vor der Sonnenscheibe während des ziemlich selten eintretenden Merkurdurchgangs zu sehen. Bei außerhalb der Grenzen von 50° bis 120° befindlichen Phasenwinkeln kann Merkur gelegentlich während totaler Sonnenfinsternisse photometrisch gemessen werden; so konnte er z. B. bei der Finsternis vom 28. Mai 1900 bei einem Phasenwinkel von 6°,8 photometrisch an die Venus angeschlossen werden.

Wenn man die Helligkeit Merkurs auf seine mittlere Entfernung von der Sonne und auf die mittlere Entfernung 1 von der Erde reduziert, so läßt sich nach Müller der Einfluß der Phase durch die folgende sehr einfache Formel darstellen, in welcher h die Helligkeit in Größenklassen und α den Phasenwinkel bezeichnet:

$$h = -1{,}041 + 0{,}63679\,(\alpha - 50^\circ).$$

Dieser Formel schließt sich auch die unter dem Phasenwinkel von 6°,8 erhaltene Beobachtung an.

In der folgenden Tabelle ist die beobachtete Helligkeit des Merkur nach den Phasenwinkeln zusammengestellt mit den nach den Theorien von Lambert und Seeliger berechneten Helligkeitswerten, sowie mit den beobachteten und auf die gleiche Helligkeit reduzierten entsprechenden Werten für den Mond.

Wie man sieht, stimmt keiner der theoretisch erhaltenen Werte mit den beobachteten überein; es geht daraus hervor, daß auf Merkur die Oberflächenverhältnisse nicht entfernt den theoretischen Voraussetzungen entsprechen. Dagegen ist einigermaßen befriedigende Übereinstimmung zwischen den beobachteten Helligkeitswerten von Merkur und Mond vorhanden, und hieraus läßt sich der sehr wichtige Schluß ziehen, daß zwischen der Oberflächenbeschaffenheit dieser beiden Himmelskörper eine gewisse Ähnlichkeit bestehen muß. Insbesondere ergibt sich, daß eine etwaige Atmosphäre auf Merkur nicht sehr dicht sein kann, weil sonst größere Differenzen auftreten müßten. Von besonderer Wichtigkeit in Verbindung hiermit ist aber der geringe Wert der Albedo des Merkur, die sich zu 0,140 ergibt (beim Monde 0,129). Das Reflexionsvermögen von Wolken ist sehr viel größer (siehe Venus); das Licht wird also bei Merkur von einer dunklen Oberfläche, ähnlich wie beim Monde, zurückgeworfen.

α	Beob.	Lambert	Seeliger	Mond
50°	— 0,90	— 0,90	— 0,90	— 0,90
60	— 0,61	— 0,73	— 0,76	— 0,63
70	— 0,29	— 0,54	— 0,60	— 0,32
80	+ 0,04	— 0,30	— 0,42	+ 0,13
90	+ 0,40	— 0,03	— 0,22	+ 0,43
100	+ 0,77	+ 0,29	+ 0,01	+ 0,87
110	+ 1,17	+ 0,68	+ 0,29	+ 1,36
120	+ 1,59	+ 1,13	+ 0,61	+ 1,90

Als das Gesamtresultat aller bisherigen Untersuchungen läßt sich folgendes hinstellen. Die Oberfläche des Merkur ist fest und besteht im wesentlichen aus ziemlich dunklen Materialien. Er scheint eine schwache Atmosphäre zu besitzen, die etwas Wasserdampf enthält, aber jedenfalls nur geringe Kondensationen erzeugt. Die Sonnenstrahlung, welche 7 mal so stark als auf der Erde ist, wird daher durch die Atmosphäre wenig behindert, dagegen von der Oberfläche stark absorbiert, so daß eine sehr beträchtliche Erhitzung derselben stattfinden muß.

2. **Venus.** Venus kommt ihrer Größe nach der Erde am nächsten, ihr Durchmesser beträgt 12100^{km}; auch ihre Dichte entspricht derjenigen der Erde mit 0,95 fast vollkommen. Ihre mittlere Entfernung von der Sonne beträgt bei sehr geringer Bahnexzentrizität 108000000^{km}. Ihren Umlauf um die Sonne vollführt sie in 225 Tagen.

Es sind auf der Venusoberfläche Flecken nur selten wahrnehmbar, so daß die Bestimmung der Rotationsdauer sehr schwierig ist. Früher glaubte man, daß sie in ungefähr 24 Stunden um ihre Achse rotiere, später ist Schiaparelli auf Grund zahlreicher und sorgfältiger Untersuchungen zu dem Resultat gelangt, daß wie bei Merkur die Rotationsdauer mit der Umlaufszeit zusammenfällt, also 225 Tage beträgt. Dieses Resultat, welches man längere Zeit für sehr sicher gehalten hat, ist neuerdings wieder zweifelhaft geworden, da spektrographische Beobachtungen von Belopolsky für eine kurze Rotationszeit zu sprechen scheinen. Befindet sich Venus nahe der Opposition, so nähert sich durch die Rotation der eine Rand gleichzeitig der Sonne und der Erde, während sich der andere gleichzeitig von beiden Ge-

stirnen entfernt; die Bewegungsdifferenz, durch Linienverschiebung im Spektroskop gemessen, beträgt demnach zwischen Ost- und Westrand das 4fache der wirklichen linearen Rotationsgeschwindigkeit, so daß unter Annahme der kurzen Rotationsdauer eine Differenz von 2^{km} in die Erscheinung treten würde.

Die Belopolskyschen Messungen ergaben nun in der Tat eine Rotationsgeschwindigkeit des Venusäquators von etwa $0,7^{km}$, entsprechend einer Rotationsdauer von 15 bis 16 Stunden, also noch kürzer, als man früher aus der Beobachtung der Flecken gefunden hatte.

Die Genauigkeit dieser überaus schwierigen Messungen ist indessen noch zu gering, als daß etwas anderes als die größere Wahrscheinlichkeit einer kurzen Rotationsdauer im Gegensatze zu der großen von 225 Tagen gefolgert werden könnte, und man tut gut, die Frage nach der Rotation der Venus als noch unaufgeklärt zu betrachten.

Die spektroskopischen Beobachtungen haben in bezug auf die eigentlichen Absorptionslinien und, wie es scheint, auch auf die Intensitätsverhältnisse der einzelnen Spektralteile eine vollständige Übereinstimmung zwischen Venus- und Sonnenspektrum ergeben. Scheiner und später Vogel haben im photographischen Spektrum Hunderte von Linien in absoluter Übereinstimmung gefunden. Dagegen zeigen sich die atmosphärischen Bänder, und auch hier wieder die Wasserdampflinien, in geringem Maße, aber mit Sicherheit verstärkt, so daß die Existenz einer wasserdampfhaltigen Atmosphäre auf der Venus nachgewiesen ist, und eine weitere Bestätigung dieses Resultats ist durch eine Reihe anderweitiger Beobachtungen geliefert. Die Grenzlinie zwischen Helligkeit und Dunkelheit bei starker Phase ist mehrfach unscharf gesehen worden, indem merkliche Helligkeit bis ziemlich weit auf den nicht direkt beleuchteten Teil der Venusscheibe hinübergriff. Vor allem beweisend ist aber die bei Gelegenheit der Venusvorübergänge vor der Sonne gemachte Beobachtung, daß die dunkle Venusscheibe mit einem hellen Saume umgeben erscheint, wie dies nur infolge von Lichtbrechung in einer Atmosphäre der Fall sein kann. Auch hat man bei kleiner Phase häufig beobachtet, daß die Hörnerspitzen der Phase den Venusrand um mehr als 180° umfassen, und man hat hieraus sogar die Refraktion in der Venusatmosphäre berechnet, die sich als nahe doppelt so stark als auf der Erde ergeben hat.

Der Mangel an einigermaßen deutlichen und konstanten Flecken macht es aber wahrscheinlich, daß wir die eigentliche Oberfläche des Planeten Venus gar nicht sehen, sondern daß dieselbe durch eine die ganze Kugel umgebende dichte Wolkenhülle verdeckt ist, und zur völligen Gewißheit wird diese Vermutung durch die photometrischen Beobachtungen, die eine außerordentlich hohe Albedo, nämlich 0,758, ergeben. Es ist das ein Wert, der demjenigen des frisch gefallenen Schnees und demjenigen unserer Wolken sehr nahe kommt.

Noch eine besondere und bisher nicht genügend erklärte Erscheinung

hat der Planet Venus geboten. In der Nähe der Konjunktion, wenn also die erhellte Sichel sehr schmal ist, hat man auch den dunklen Teil der Venusoberfläche erhellt gesehen, in ähnlicher, wenn auch durchaus nicht so intensiver Weise, wie dies bei unserem Monde in der entsprechenden Stellung der Fall ist. Während bei letzterem die Erklärung auf der Hand liegt — es handelt sich um die Beleuchtung der sonst dunklen Mondoberfläche durch die nahe voll erleuchtete Erde —, ist diese Erklärung für die Venus mangels eines Mondes hinfällig, obgleich sie mehrfach herangezogen worden ist. Ebenso unbrauchbar ist die Deutung, daß es sich um eine Beleuchtung durch die Erde handle. Eine einfache Rechnung zeigt, daß dieselbe auch nicht entfernt intensiv genug ist, um im Widerschein an der Venus wahrgenommen werden zu können. Beleuchtungen von außen her kommen jedenfalls zur Erklärung des „aschfarbenen Lichts" der Venus nicht in Frage, und man hat deshalb an nordlichtähnliche Erscheinungen, ferner an Phosphoreszenzlicht und dergleichen gedacht.

Als Kuriosum, wie weit sich menschliche Phantasie versteigen kann, möge hier die Ansicht des Schriftstellers und Astronomen Gruithuisen erwähnt werden (1830).

„Zu den Zeiten, wenn das aschgraue Licht der Venus sichtbar ist, feiern die Venusbewohner allgemeine Freudenfeuer, die um so leichter anstellbar sind, als auf der Venus der Baumwuchs ungleich luxuriöser sich zeigen muß als in den Urwäldern Brasiliens. Solche Feuerfeste mögen bei Regierungsveränderungen oder religiösen Perioden gefeiert werden. Nun ist das aschgraue Licht der Venus hauptsächlich beobachtet worden von Mayer 1759 und von Harding 1806. Daher die folgenden Schlüsse: Von der Mayerschen bis zur Hardingschen Epoche sind 76 Venusjahre oder 47 Erdenjahre. Ist die Periode eine religiöse, so sehen wir freilich die Ursache dieser Zahl von Venusjahren nicht ein, hat es aber ein anderer Alexander oder Napoleon dort zur Universalherrschaft gebracht, so läßt sich leichter etwas wahrscheinlich machen. Nimmt man nämlich die Lebensdauer eines ordentlich lebenden Venusbewohners zu 130 Venusjahren an, welches 80 Erdenjahren entspricht, so kann die Regierungsdauer so eines Alleinherrschers leicht 76 Venusjahre betragen. Ich bin keineswegs gesinnt, diese Meinung geltend zu machen und will auch mit gar keinem Anspruch auf Glaubhaftigkeit auftreten, wenn diese Idee in der Phantasie des Lesers ein Wohlbehagen erregen sollte, indem wir wenigstens durch so einen Akt von der Existenz der Venusbewohner sichere und unmittelbare Kunde erhalten hätten, wenn die obige Voraussetzung Wahrheit wäre. Würde die Periode auch kleiner ausfallen, so könnte dies Phänomen doch sonst noch von irgend einer Observanz kommen, ja man könnte alle höchsten Feste mit so einer Illumination feiern, welche oft schnell aufeinander folgen. Dabei würde ein Zweck erfüllt, nämlich der der Ausrottung der Wälder, zur Urbarmachung neuer Gründe, wenn sich die Völker vergrößern. Hierdurch könnten die Völkerwanderungen und die damit verbundenen Kriege vermieden werden, und die Stämme blieben beisammen."

Der Umstand, daß das aschfarbene Licht nur zu gewissen Zeiten und fast nur am Tage gesehen worden ist, hat Veranlassung gegeben, die ganze Erscheinung nicht als reell, sondern als optische Täuschung zu betrachten, ohne daß es indessen möglich gewesen wäre, eine plausible Ursache dafür zu finden; vielleicht liegt die Wahrheit in der Mitte, indem ein Teil der Erscheinung reell ist, der andere durch optische Täuschung entsteht. Das aschfarbene Licht ist nur bei sehr kleiner Phase beobachtet worden, d. h. also dann, wenn die Beleuchtung der Rückseite bis nahe an den jenseitigen dunkeln Rand reicht. Durch die vorhandene starke Atmosphäre kann sich das Licht bis über diesen Rand ausbreiten — Dämmerungserscheinung —, so daß der ganze Rand erleuchtet erscheint; diese Beleuchtung wird sich nicht weit in die dunkle Scheibe hinein erstrecken, es ist aber leicht vorstellbar, daß bei der Schwierigkeit der Beobachtung die Erhellung der ganzen Scheibe vorgetäuscht wird.

Die Entfernung der Venus von der Erde variiert in sehr weiten Grenzen, indem sie bei der Konjunktion sich auf 41 000 000 km nähern kann, während sie bei der Opposition 257 000 000 km entfernt ist. Der scheinbare Durchmesser ändert sich daher um das 6fache seines Betrages, und man sollte daher gewaltige Änderungen in der scheinbaren Helligkeit der Venus erwarten. Das ist aber nicht der Fall, weil ihre Phase bei der Annäherung an die Konjunktion immer kleiner, an die Opposition immer größer wird. Beides hebt sich annähernd auf. Nach Müller schwankt daher ihre Helligkeit innerhalb der Grenzen ihrer Sichtbarkeit überhaupt, die durch ihre Annäherung an die Sonne bedingt sind, nur um etwas mehr als eine Größenklasse. Ihre größte Helligkeit tritt bei einem Phasenwinkel von 118° ein, also etwa 36 Tage vor und nach der unteren Konjunktion. Ihre Helligkeit, in Größenklassen ausgedrückt, beträgt alsdann — 4,3, wenn diejenige des Sterns Arktur zu 0 angenommen wird; ihre kleinste beobachtbare Helligkeit findet beim Phasenwinkel von ungefähr 20° statt und ist alsdann noch immer — 3,3. Bei durchsichtigem klarem Himmel ist Venus, wenn ihr Abstand von der Sonne nicht zu gering ist, stets am Tage sichtbar, nur ist es natürlich schwierig, sie aufzufinden, wenn man ihre Stellung nicht genau kennt. Hat man aber ein Fernrohr auf sie eingestellt, so kann man sie auch stets mit bloßem Auge erkennen, wenn man über das Fernrohr visiert.

Die Helligkeit der Venus, allein in ihrer Abhängigkeit vom Phasenwinkel, also bei Reduktion der scheinbaren Helligkeit auf die gleiche bestimmte Entfernung 1, variiert natürlich sehr stark. Sie ist nach Müller darstellbar durch die Formel:

$$h = -4{,}71 + 0{,}0132\alpha + 0{,}000000423\alpha^3,$$

wobei α den Phasenwinkel bedeutet. Die sich hieraus ergebenden Helligkeiten stimmen aber keineswegs gut mit der Theorie überein — besonders nicht bei den größeren Phasenwinkeln —, wenn die Abweichungen auch nicht so stark sind, wie bei Merkur. (Siehe die folgende Tabelle.)

Als einigermaßen sichergestellte Ergebnisse über die physische Beschaffenheit von Venus lassen sich die folgenden Sätze angeben. Der Planet Venus ist mit einer dichten, wasserdampfhaltigen Atmosphäre umgeben; innerhalb dieser Atmosphäre hat sich eine ständige, vielleicht ganz lückenlose Wolkenschicht gebildet, welche uns den Anblick der eigentlichen Planetenoberfläche wohl vollständig verhüllt. Dementsprechend ist die Reflexion des Sonnenlichts an dieser Wolkenhülle eine sehr starke. Die Erscheinung des aschfarbenen Lichts auf der unbeleuchteten Venusscheibe bei sehr kleiner Phase ist insofern als reell zu betrachten, als sie sich nur auf die Randgebiete der Scheibe beschränkt und durch eine Dämmerungserscheinung verursacht ist.

Phasenwinkel	h	Lambert	Seeliger
20°	— 4,44	— 4,44	— 4,44
30	— 4,30	— 4,37	— 4,36
40	— 4,15	— 4,26	— 4,26
50	— 3,99	— 4,13	— 4,14
60	— 3,82	— 3,96	— 4,00
70	— 3,63	— 3,77	— 3,84
80	— 3,43	— 3,53	— 3,66
90	— 3,21	— 3,26	— 3,46
100	— 2,96	— 2,94	— 3,23
110	— 2,69	— 2,55	— 2,95
120	— 2,39	— 2,10	— 2,63
130	— 2,06	— 1,54	— 2,25
140	— 1,69	— 0,84	— 1,78
150	— 1,29	0,07	— 1,16
160	— 0,85	1,37	— 0,28

3. **Der Erdmond.** Der Mond ist dasjenige Gestirn, welches uns, im Verhältnis zu den Planeten betrachtet, sehr nahe kommt. Seine mittlere Entfernung beträgt nur 384000km; seine Oberfläche liegt frei und durch keine Atmosphäre getrübt vor uns, und wenn man bedenkt, daß bei guten Luftzuständen Vergrößerungen bis 1000 direkt oder (photographisch) indirekt verwendet werden können, so vermögen wir die Einzelheiten seiner Oberfläche aus scheinbaren Entfernungen von einigen hundert Kilometern zu betrachten. Unsere Kenntnis über die Einzelheiten auf seiner Oberfläche ist daher eine sehr detailreiche, und besonders ist sie das geworden durch die Anwendung der Photographie. Man kann ohne Übertreibung sagen, daß gute Mondphotographien und die nach ihnen erhaltenen Vergrößerungen in ästhetischer Beziehung das Schönste bieten, was die Photographie in ihrer Anwendung auf die Astronomie bisher erreicht hat. Mit Genugtuung kann man hinzufügen, daß gleichzeitig mit der Schönheit auch die Exaktheit des Mondstudiums außerordentlichen Aufschwung genommen hat, und daß auf diesem Gebiete noch vieles zu erwarten steht.

Zur Beurteilung dessen, was die Mondoberfläche zeigt, sind einige astronomische Daten vorauszuschicken.

Der Durchmesser des Mondes beträgt etwas über $1/4$ desjenigen der Erde; seine mittlere Dichtigkeit ist 0,60, also wesentlich geringer als diejenige der Erde selbst, wie das auch zu erwarten ist, da nach der Kant-Laplaceschen Weltbildungstheorie der Mond seine Entstehung den äußeren Teilen der damals noch gasförmigen Erde zu verdanken hat. Seine Masse ist $1/81$ derjenigen der Erde, und dementsprechend beträgt die Schwere an seiner Oberfläche nur $1/6$ von derjenigen an der Erdoberfläche. Gerade

diese geringe Schwerkraft ist von Bedeutung bei der Beurteilung der Gebirgsbildungen auf dem Monde.

Die synodische Umlaufszeit des Mondes, also die Zeit von Neumond zu Neumond oder von Vollmond zu Vollmond, beträgt 29,53 Tage, und genau so groß ist auch seine Rotationszeit; d. h. er wendet der Erde stets dieselbe Seite zu. Dieser eigentümliche Umstand, der auch für den Planeten Merkur in bezug auf die Sonne als vorhanden angenommen wird, beruht auf dem Einfluß der Gezeiten auf die Rotationsdauer. Die Gezeitenerscheinungen auf der Erde sind zu ihrem größeren Betrage durch die Anziehung des Mondes verursacht, umgekehrt findet eine entsprechende, der größeren Erdmasse wegen sehr viele stärkere Flutwirkung der Erde auf den Mond statt oder hat vielmehr stattgefunden, als das Innere des Mondes noch flüssig und seine feste Rinde noch verhältnismäßig dünn war. Die Bewegung der Flutwellen um den rotierenden Körper herum erzeugt eine Reibung, die der lebendigen Kraft der Rotation entgegenwirkt und dadurch die Rotationsdauer verlangsamt. Man nimmt an, daß die Gezeiten der Erde noch heute in dem Maße wirken, daß eine Verlangsamung der Erdrotation um 6^s im Jahrhundert entsteht; es muß also in einem allerdings außerordentlich großen Zeitraume die Rotation der Erde auf ihre Umlaufszeit, also auf ein Jahr, verlangsamt werden. Bei dem viel kleineren Monde ist das in verhältnismäßig kurzer Zeit eingetreten.

Wenn nun auch die mittlere Rotationszeit des Mondes genau gleich seiner Umlaufszeit ist, so wendet er wegen der Elliptizität seiner Bahn doch der Erde nicht genau die gleiche Seite zu. Es findet vielmehr eine periodische Schwankung um die Mittellage statt, die sogenannte optische Libration, die im Maximum in selenozentrischer Länge $\pm 8^\circ$, in Breite $\pm 7^\circ$, insgesamt $10\frac{1}{2}^\circ$ betragen kann. Dazu kommt noch die parallaktische Libration, die daher rührt, daß ein Beobachter auf der Erdoberfläche, der den nahe dem Horizont stehenden Mond betrachtet, sich beträchtlich seitlich vom Erdmittelpunkt, auf welchen sich ja die Richtung bezieht, befindet. Die parallaktische Libration kann bis zu 1° betragen, so daß wir also im Maximum nach jeder Seite 11° über die Hälfte der Mondkugel hinübersehen können, die letzten Teile allerdings in so schräger Projektion, daß nicht mehr viel zu erkennen ist.

Der Mond kann nicht eine genaue Kugelgestalt besitzen, vielmehr muß er ein Ellipsoid sein, dessen große Achse auf die Erde gerichtet ist; es ist eben die in bezug auf die Erde stehen gebliebene und erstarrte Flutwelle, welche seine Gestalt bedingt. Man nahm früher an, daß diese Verlängerung eine ziemlich beträchtliche sei, und diese Annahme schien durch die ersten stereoskopischen Mondaufnahmen Rutherfurds in überraschender Weise bestätigt zu werden. Rutherfurd hat diese stereoskopischen Bilder dadurch hergestellt, daß er den Vollmond zu zwei Zeiten aufnahm, bei denen die Libration nach entgegengesetzten Seiten gewirkt hatte, so daß im stereoskopischen Bilde gleichzeitig beträchtlich mehr als die halbe Mondkugel übersehen werden

konnte. Es mußte dies denselben Effekt haben, als wenn die beiden Aufnahmen gleichzeitig von den Enden einer den Erddurchmesser um das Vielfache übertreffenden Basis erhalten worden wären. Im Stereoskop erscheint nun der Mond sehr stark auf den Beobachter zu verlängert, wohl um das Doppelte seines Durchmessers. Diese ganze Erscheinung hat aber nichts Reelles; sie ist weiter nichts als ein stark übertriebener stereoskopischer Effekt, den man bei irdischen Objekten in der gleichen Weise erhalten kann, wenn die beiden Aufnahmen in größerer Distanz, als der Augenweite entspricht, erhalten worden sind. Neuere sorgfältige Messungen an Mondphotographien von Franz haben ergeben, daß die Verlängerung des Mondes nur ein Tausendstel seines Durchmessers beträgt, sich also der direkten Wahrnehmung vollständig entzieht und auch für den Mond selbst in physischer Beziehung ohne Bedeutung ist. Eine Abplattung des Mondes ist nicht nachzuweisen gewesen und ist auch nicht von merklichem Betrage zu erwarten, da ja zur Zeit der Erstarrung die Rotationsgeschwindigkeit bereits sehr gering war.

Daß der Mond keine Atmosphäre besitzt, deren Dichtigkeit auch nur annähernd mit derjenigen unserer Erde zu vergleichen wäre, lehrt bereits die einfache Betrachtung. Alle Gebilde der Oberfläche erscheinen stets klar und scharf mit tief dunklen, fast schwarzen Schatten. Von Lichtabnahme nach dem Rande zu und von Dämmerungserscheinungen ist keine Spur zu bemerken, und niemals ist mit Sicherheit eine auch nur vorübergehende Trübung wahrgenommen worden. Den besten Beweis gegen das Vorhandensein einer merklichen Atmosphäre liefert die Beobachtung von Sternbedeckungen durch den Mond. Die Sterne verschwinden und erscheinen am Rande ganz plötzlich und unvermittelt, und eine scheinbare Ortsveränderung der Sterne dicht am Rande, wie sie durch die Refraktionswirkung einer Atmosphäre auftreten müßte, hat sich trotz schärfster Messungen nicht konstatieren lassen. Es ist auf Grund derartiger Messungen festgestellt, daß eine Atmosphäre, deren Dichte auch nur $^1/_{2000}$ der unsrigen betrüge, auf dem Monde nicht existiert. Praktisch ist also keine Atmosphäre vorhanden, und daraus folgt weiter, daß auch Wasser, selbst nicht in der Form von Eis, auf dem Monde sein kann, weil eine sehr heftige Verdunstung desselben bei dem Mangel des Luftdrucks eintreten würde. Es ist diese Konstatierung insofern von Wichtigkeit, als früher, ebenfalls nach Ausweis der Rutherfurdschen Stereoskopbilder, die Ansicht ausgesprochen worden ist, daß die Oberfläche des Mondes wesentlich aus Eis bestände. In der Tat sieht auf diesen Stereoskopbildern der Mond wie aus Eis gebildet aus; aber auch hier haben wir es nur mit einer stereoskopischen Täuschung zu tun, die stets entsteht, wenn die beiden Bilder nicht genau von der gleichen Kraft sind, oder wenn viele Stellen in dieser Beziehung von einander abweichen. Es entsteht dann ein eigentümliches Flimmern vor den Augen, welches den Anblick des Eises vortäuscht.

Wegen seiner geringeren Masse und Größe ist die Abkühlung des Mondes sehr viel früher erfolgt, als bei der Erde, und somit ist der Mond,

obgleich späteren Ursprungs, auf einer relativ viel weiteren Entwickelungsstufe als die Erde, also relativ viel älter, so daß wir aus dem jetzigen Zustande des Mondes in manchen Beziehungen auf den späteren Zustand der Erde schließen können. Auf unsere Atmosphäre angewandt will das besagen, daß auch diese dereinst verschwunden sein wird, zerstreut ins Weltall. Es lassen sich diese Verhältnisse theoretisch in recht einfacher Weise beleuchten, wobei wir einer Darstellung von Franz folgen wollen.

Der Ausdehnungskoeffizient der Gase mit der Temperatur ist für alle Gase derselbe und beträgt $^1/_{273}$ für 1^0 C. Bei der Abkühlung von 0^0 auf -1^0 nimmt also das Volumen bei gleichbleibendem Druck um $^1/_{273}$ ab. Bei der Abkühlung auf -273^0 würde das Gas sich also um sein ganzes Volumen zusammenziehen. Eine Zusammenziehung auf das Volumen Null steht zwar im Widerspruch mit der Anschauung von der Konstanz der Materie; jedenfalls aber kann man sagen, daß eine größere Zusammenziehung als um das eigene Volumen nicht möglich ist, daß dann alle Moleküle einander berühren und jegliche innere Bewegung, das ist aber die Wärme, aufhört; man bezeichnet daher die Temperatur von -273^0 C als den absoluten Nullpunkt der Temperatur. In einem Gase, dessen Temperatur über dem absoluten Nullpunkt liegt, bewegen sich alle Moleküle in geraden Linien so lange, bis sie mit einem anderen Molekül oder mit einer Gefäßwand zusammentreffen. Die mittlere Geschwindigkeit dieser Bewegungen hängt allein von der Temperatur und dem spezifischen Gewicht (bezogen auf Luft als Einheit) ab, und zwar, wie Clausius gelehrt hat, in der folgenden einfachen Weise. Bezeichnet man das spezifische Gewicht mit σ und die absolute Temperatur mit T, dann ist die mittlere molekulare Geschwindigkeit V in Metern pro Sekunde gegeben durch:

$$V = 485\sqrt{\frac{T}{\sigma \cdot 273}}\,.$$

In unserer atmosphärischen Luft ist nach der Definition $\sigma = 1$, die mittlere molekulare Geschwindigkeit bei der Temperatur 0^0 C also 485^m pro Sekunde.

Nimmt man nun an, an der oberen Grenze unserer Atmosphäre sei die Temperatur -100^0 C, so erhält man als mittlere Geschwindigkeiten der Moleküle von Wasserstoff, Helium, Wasserdampf und Luft die Werte $1{,}47^{km}$, $0{,}73^{km}$, $0{,}49^{km}$ und $0{,}39^{km}$. Je dichter ein Gas gepreßt ist, um so kürzer ist natürlich der Weg, den ein Molekül geradlinig zurücklegen kann, bevor es ein anderes Molekül antrifft, und zwar ist bei Atmosphärendruck, also an der Erdoberfläche, die mittlere Weglänge eines Luftmoleküls nur etwa $0{,}0001^{mm}$. An der Grenze der Atmosphäre aber, wo die Dichtigkeit der Luft sehr gering wird, werden die geradlinigen Weglängen sehr viel größer, so daß es denkbar ist, daß Moleküle auf Nimmerwiederkehr in den Weltraum enteilen können. Ob dies möglich ist oder nicht, hängt nur von der Geschwindigkeit ab Aus der Anziehungskraft der Erde läßt sich berechnen,

daß nur Körper, die sich mit mehr als 11,0 km Geschwindigkeit von der Erde entfernen, ihrem Anziehungsbereich entrinnen können; bei geringeren Geschwindigkeiten fallen sie wieder zur Erde zurück. Nun sind die oben angegebenen molekularen Geschwindigkeiten mittlere; es kommen mithin größere und kleinere vor. Naturgemäß werden aber die größeren Geschwindigkeiten immer seltener, und zwar in sehr schnellem Maße, d. h. je mehr sich die mittlere Geschwindigkeit der Moleküle der Geschwindigkeit von 11 km nähert, um so mehr Chancen sind für das Abhandenkommen der betreffenden Moleküle vorhanden. Um also aus dem Anziehungsbereich der Erde zu gelangen, muß die erforderliche Geschwindigkeit bei Wasserstoff 7mal, bei Helium 15mal, bei Wasserdampf 22mal und bei der Luft selbst (Stickstoff und Sauerstoff) 28mal so groß sein als die mittlere. Wir können es nun durchaus verstehen, weshalb in unserer Atmosphäre der sonst in so großer Menge vorkommende Wasserstoff gar nicht oder nur noch spurenweise vorhanden ist, und auch das Fehlen des überhaupt seltenen Heliums dürfte erklärt sein.

Beim Monde liegen nun wegen der geringeren Masse die Verhältnisse für das Bestehen einer Atmosphäre sehr viel ungünstiger. Beim Monde bedarf es nur einer Geschwindigkeit von 2,9 km, um das Entweichen eines Moleküls zu veranlassen, also noch nicht des Doppelten der mittleren Geschwindigkeit der Wasserstoffmoleküle und erst des 6fachen für Luft. Für das Abhandenkommen von Sauerstoff und Stickstoff sind daher auf dem Monde dieselben Chancen vorhanden wie bei uns für Wasserstoff, mithin ist es durchaus verständlich, daß der Mond eine merkliche Atmosphäre nicht mehr besitzt.

Mit diesem Resultat sind auch die allerdings recht spärlichen spektroskopischen Beobachtungen im Einklang. Es ist aus ihnen weiter nichts zu entnehmen, als daß das Mondspektrum mit dem Sonnenspektrum in betreff der Absorptionslinien vollständig identisch ist; es kommt eine selektive Absorption nicht hinzu, wie sie durch eine Atmosphäre veranlaßt werden müßte.

Die Beleuchtung, welche der Mond auf die Erde ausübt, ist eine recht beträchtliche; bei Vollmond kann man gewöhnliche Druckschrift ganz gut lesen. Die verschiedenen Vergleichungen der Beleuchtungsstärke des Mondes mit derjenigen einer Kerze führen im Mittel zu dem Resultat, daß die Beleuchtung durch den im Zenit stehenden Vollmond demjenigen einer Normalkerze in der Entfernung von 2,07 m entspricht. Danach würde sich ergeben, daß die Flächenhelligkeit des Mondes ziemlich genau derjenigen einer Kerzenflamme entspricht, nämlich nur 1,09mal so groß ist. Nach Müller ist die Helligkeit des Vollmondes 65200mal größer als diejenige des Sterns α Aurigae, oder, in Größenklassen ausgedrückt, der punktförmig gedachte Mond würde die Helligkeit — 11,77 haben.

Merkwürdigerweise ist die Abhängigkeit der Mondhelligkeit von der Phase nur sehr wenig genau ermittelt; es liegen nur ältere Beobachtungen

von J. Herschel, Bond und Zöllner vor, die nicht gut unter einander übereinstimmen. Noch weniger Übereinstimmung besteht aber zwischen diesen Beobachtungen und den theoretisch abgeleiteten Zahlen nach der Lambertschen und Lommel-Seeligerschen Theorie. Die Abweichungen steigen bei großen Phasenwinkeln bis zu mehr als einer Größenklasse. Die Ursache hierfür beruht auf der starken Rauhigkeit der Mondoberfläche, wodurch sehr merkliche Schattenwürfe veranlaßt werden, ferner aber auch auf dem Umstande, daß sich die verschiedenen Gebilde der Mondoberfläche photometrisch sehr verschieden von einander verhalten, wie weiter unten gezeigt werden wird. Auf die Ähnlichkeit der Abhängigkeit der Helligkeit vom Phasenwinkel mit Merkur ist schon oben hingewiesen worden. Diese Ähnlichkeit erstreckt sich auch auf die geringe Albedo, die beim Monde nur 0,13 beträgt (bei Merkur 0,14). Es ist das ein weiterer Beweis für die Tatsache, daß beim Monde, wie beim Merkur, das Sonnenlicht von einer Gesteinsoberfläche reflektiert wird. Die Albedo liegt zwischen derjenigen von Tonmergel und Quarz, entspricht also den dunkleren Gesteinsarten.

Wir wollen nun zu einer kurzen Beschreibung der Oberflächengebilde des Mondes übergehen. Bei der Betrachtung der Mondscheibe mit dem bloßen Auge fallen bereits eine Reihe von Einzelheiten auf, die dem Monde sein charakteristisches Gepräge verleihen. Man erkennt auf der helleren Scheibe eine Anzahl großer, teilweise mit einander in Verbindung stehender Flecken, welche man schon von alters her als Meere bezeichnet hat, denen gegenüber die helleren Stellen naturgemäß als Kontinente figurieren. Daß diese Bezeichnung eine naturgemäße sei, wird neuerdings vielfach abgestritten, da der Mond ohne Atmosphäre, also auch ohne Wasser, mithin die Bildung von Meeren und Kontinenten gänzlich ausgeschlossen wäre; überhaupt seien die lunarischen Oberflächengebilde von ganz anderen Gesichtspunkten aus aufzufassen als die irdischen; bei der Bildung der letzteren sei vorwiegend das Wasser der maßgebende Faktor gewesen, mit seinem nivellierenden Einflusse und seinen sedimentären Ablagerungen. Die Oberfläche des Mondes könne allein vom vulkanischen Standpunkte aus aufgefaßt werden. Ohne Atmosphäre keine Verwitterungen, daher würden die bei uns nur noch in Hohlräumen vorhandenen Kristalle — auf der Oberfläche sind sie sämtlich verwittert — auf dem Monde noch frei zu Tage liegen und könnten manche photometrische Erscheinungen erklären.

Das ist alles in bezug auf den momentanen Zustand wohl zum größeren Teile richtig; aber es liegt, wie schon erwähnt, nicht der geringste Grund gegen die Annahme vor, daß der Mond früher einmal eine Atmosphäre und Wasser besessen hat, daß also auch seine Oberfläche die Einwirkung des letzteren zeigen wird, wenn auch wegen der geringeren Zeit, innerhalb deren das Wasser wirken konnte, in weit geringerem Maße als auf der Erde. Es liegt auch noch ein anderer Grund vor, die dunklen Flecken des Mondes als frühere Meere aufzufassen. Es ist nämlich Franz neuerdings gelungen, eine größere Anzahl von Punkten der Mondoberfläche ihrer Höhe

nach gegen ein mittleres Niveau zu bestimmen. Wie die untenstehende Höhenschichtenkarte des Mondes zeigt, liegen die Meere tatsächlich wesentlich tiefer als die hellen Mondflächen. (Fig. 166.)

Seit der Erfindung des Fernrohrs hat man sich vielfach mit der kartenmäßigen Darstellung der Mondoberfläche befaßt und ist dabei bis zu einem hohen Grade von Vollkommenheit gelangt. So hat der Athener Astronom Schmidt eine Mondkarte in großem Maßstabe hergestellt, die außerordentlich detailreich ist und einem Mondbesucher eine leichte Orientierung gewähren

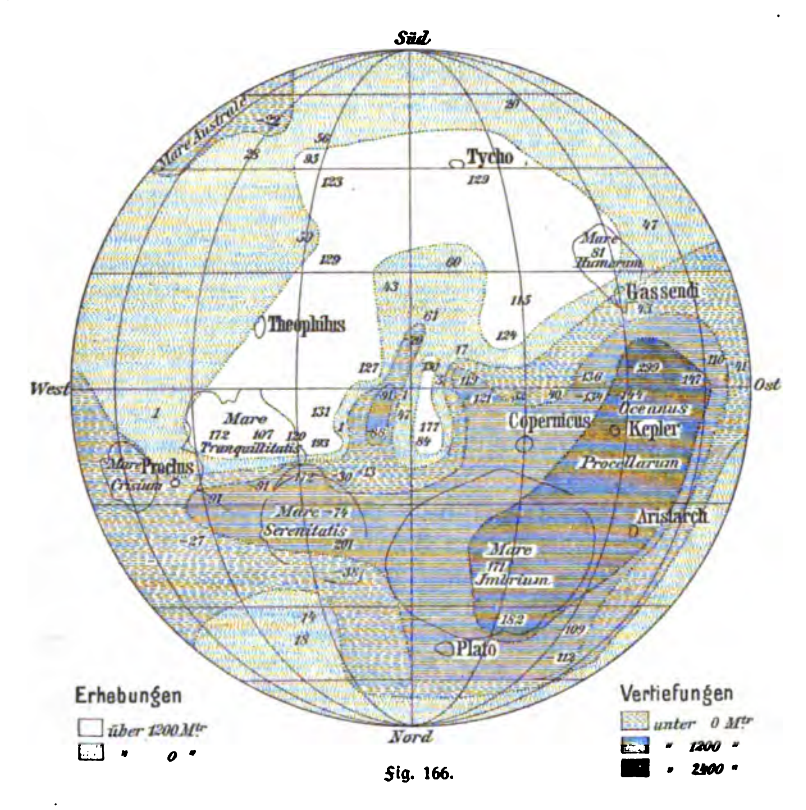


Fig. 166.

würde. Aber gerade auf dem Gebiete der Mondtopographie ist die Anwendung der Photographie von der hervorragendsten Bedeutung geworden. Besonders mit den großen Refraktoren des Lick-Observatoriums und der Pariser Sternwarte sind Mondaufnahmen erhalten worden, die die feinsten Gebilde in außerordentlicher Schärfe zeigen und Messungen von einer bisher unerreichten Genauigkeit gestatten. Tafel XII ist die Reproduktion einer Mondaufnahme von der Pariser Sternwarte in natürlicher Größe (aufgenommen mit dem großen Équatoréal coudé). Tafel XIII zeigt eine Vergrößerung nach einer Pariser Aufnahme, betreffend die kraterreichste Gegend des Mondes in der Nähe des Südpols.

Behufs näherer Orientierung ist auf Tafel XI ein von Franz entworfenes Mondkärtchen beigefügt.

Die Gebirge des Mondes sind durchschnittlich höher als die Erdgebirge, und einzelne Berge scheinen höher als unsere höchsten zu sein. Die Höhe der Mondgebirge läßt sich nur aus der Länge ihrer Schatten bei schräg einfallendem Sonnenlicht ermitteln; sie bezieht sich daher auf die nächste Umgebung und nicht auf ein einheitliches Niveau wie bei der Erde. Da nun die Gegenden, welche die höchsten Berge enthalten, bereits ziemlich hoch zu liegen scheinen und Berghöhen bis zu 9000^{m} gemessen worden sind, so sind die absoluten Höhen jedenfalls größer als auf der Erde. Da die Schwerkraft auf dem Monde sechsmal geringer ist als auf der Erde, die hebenden Kräfte auf dem Monde also wesentlich geringeren Widerstand gefunden haben, so ist die Tatsache der größeren Berghöhen auf dem Monde durchaus nicht auffallend.

Im einzelnen besteht sehr wenig Ähnlichkeit zwischen der Topographie des Mondes und derjenigen der Erde. Große Bergzüge, wie sie auf der Erde durch die Alpen oder das Felsengebirge gegeben sind, und die den typischen Charakter der großen Erdgebirge darstellen, kommen auf dem Monde nur vereinzelt vor; sie werden als Bergflächen oder Rücken bezeichnet. Dem Vorgange von Franz folgend, wollen wir die einzelnen Mondgebilde in die folgenden Klassen einteilen: 1. Bergflächen, 2. Bergrücken, 3. Mondkrater, 4. Wallkrater, 5. Kratermeere, 6. Meere, 7. versunkene Krater, 8. die hellen Strahlensysteme, 9. die Rillen, denen wir noch 10. die Furchen hinzufügen möchten.

1. Die Bergflächen sind helle Gegenden mit Längs- und Querentwickelung, die von einer großen Zahl einzelner Berge bedeckt sind. Die Berge zeigen teils runde, teils längliche Gipfel, letztere also kleine Rücken, die regellos nach verschiedenen Richtungen streifen. Zwischen den Bergen sind kleine Krater eingestreut. Die Bergflächen befinden sich besonders zwischen den Meeren und heben sich dann durch ihre Helligkeit von der Umgebung stark ab. Die bekanntesten dieser Bergflächen umgeben im Süden und Westen das große Mare Imbrium und sind als Karpathen, Apenninen und Kaukasus bezeichnet.

2. Die Bergrücken unterscheiden sich von den Bergflächen nur durch ihre in einer bestimmten Richtung bevorzugte Ausdehnung; auch sie umgrenzen die Meere.

3. Die Mondkrater haben mit unseren irdischen Kratern nur wenig Ähnlichkeit, abgesehen von ihrer runden Gestalt, und sind vor allen Dingen sehr viel größer als die irdischen Krater. Der den Krater umschließende Wall erhebt sich in langsamer Steigung von der Umgebung; der Böschungswinkel beträgt durchschnittlich nur 7^{0}. Nach innen fällt er dagegen steil ab, mit durchschnittlich 25^{0} Neigung; doch kommen sehr viel stärkere Neigungen vor. Auf dem Kamm des Walles erheben sich oft steile Spitzen; der Wall erscheint gewöhnlich sehr hell, entsprechend — nach Franz — der

allgemeinen Regel, daß die Mondgebilde um so heller sind, je höher sie sich erheben. Der im allgemeinen ziemlich ebene Innenraum der Krater liegt stets etwas tiefer als die Umgebung, in welcher sich der Krater erhebt. Die größeren Krater haben gewöhnlich einen Zentralberg, der meistens niedriger als der Wall zu sein pflegt. Die größten Krater haben Zentralgebirge mit mehreren Spitzen, so z. B. Kopernikus und Gassendi. Eine einzige Ausnahme von der Regel bietet der Krater Wargentin, der fast bis zum Rande ausgefüllt ist, so daß seine innere Ebene ohne Zentralberg wesentlich über dem Niveau der Umgebung liegt. Die Umwallung der größeren Krater ist häufig nicht einfach, sondern besteht aus mehreren konzentrischen Ringen. Bei den kleinsten Kratern oder „Kratergruben" fehlt der Wall, sie sind nur kreisrunde Vertiefungen und werden überhaupt nur bei sehr schräger Beleuchtung, an der Lichtgrenze, sichtbar.

Die Zahl der kleineren Krater ist eine außerordentlich hohe; sie kommen sehr häufig in den größeren Kratern an allen möglichen Stellen vor. Zuweilen liegen sie so dicht zusammen, daß sie an der Berührungsstelle nur einen gemeinschaftlichen Wall besitzen; sie werden dann Doppelkrater genannt. Bisweilen fehlt an der Berührungsstelle der Wall, so daß zwei oder mehrere Krater eine gemeinschaftliche Innenfläche besitzen. Wegen der außerordentlich verschiedenen Größe der Krater hat man früher auch verschiedene Bezeichnungen dafür eingeführt und die größten Wallebenen oder Ringgebirge genannt. Die größten Krater besitzen einen Durchmesser bis zu 250^{km} und entsprechen etwa an Größe Böhmen oder Siebenbürgen. Auf eine gewisse Ähnlichkeit dieser beiden, mit Gebirgen umgebenen Länder mit den großen Mondkratern ist schon früh aufmerksam gemacht worden; sie ist aber nur eine sehr oberflächliche. Die kleinsten, noch eben sichtbaren Kratergruben haben einen Durchmesser von etwa 1^{km}.

4. Wallkrater nennt Franz die kleineren, auf dem Gebiete der größeren befindlichen Krater. Er bemerkt darüber das Folgende: „Kleinere Krater befinden sich sowohl außerhalb wie innerhalb der größeren. Daß sie sich auch innerhalb der größeren als „Binnenkrater" befinden, spricht dafür, daß sie später entstanden sind als die größeren, sie umgebenden; denn bei ihrer Bildung wurde die bisher ebene Kratersohle an einer Stelle zu einem neuen Krater umgeformt. Wollte man hieraus schon schließen, daß die kleineren Krater immer später als die größeren entstanden sind, so könnte der Einwand gemacht werden, daß vor der Bildung größerer Krater schon andere, kleinere an ihrer Stelle gewesen und bei Bildung der größeren zerstört sein könnten. Freilich findet man niemals Spuren einer solchen Zerstörung.

Aber mit überwiegender Häufigkeit gruppieren sich die kleineren Krater auf dem Wall der größeren, sowohl auf dem Kamm als auch an den Böschungen. Hierbei zeigt sich eine eigentümliche, bisher unseres Wissens noch nicht beobachtete Regel: Die Wallkrater durchbrechen stets den Wall des größeren Kraters und zeigen dabei eine selbständige ungestörte Aus-

bildung. Nie kommt es vor, daß ein Wallkrater vom Wall durchbrochen wird, was doch ebenso gut möglich wäre. Wir stellen daher den Satz auf: Die großen Krater haben sich immer zuerst, die kleinen stets später gebildet. Die Größe eines Kraters ist geradezu ein Zeichen seines Alters. Man muß daher entweder annehmen, daß die kraterbildenden Kräfte in früherer Zeit größer waren als in späterer, oder, was vielleicht noch wahrscheinlicher ist, daß das Material des Mondes in früherer Zeit leichtflüssiger und zur Bildung großer Krater mehr geeignet war als später. Es ist möglich, daß beide Ursachen zusammengewirkt haben."

5. Kratermeere werden solche Krater genannt, deren Inneres dunkel ist, wie die eigentlichen Meere. Sie kommen vorzugsweise an der Nordseite der Meere vor, und zwar besonders am Westrande des Mondes. In der Mitte der Mondscheibe und in den Gegenden um den Südpol fehlen sie vollständig. Das bekannteste Beispiel dieser Klasse ist der große Krater Plato. Manche der hierher gehörigen Krater sind nur teilweise dunkel, nur an der Peripherie der Kraterebene, während die Mitte hell ist.

6. Die Meere sind die großen dunklen Tiefebenen, die bereits dem bloßen Auge auffallen. Sie sind zwar teilweise von Gebirgen umgrenzt, aber keineswegs vollständig; ihre Gestalt ist unregelmäßig, und Zentralgebirge sind nicht vorhanden, so daß von einer Ähnlichkeit in der Bildung mit den Kratermeeren keine Rede sein kann. Die Dunkelheit der verschiedenen Meere ist eine verschiedene; auch verschiedenartige Färbungen scheinen vorzuliegen, doch nur in geringem Maße. Spektralphotometrische Beobachtungen, die hierüber entscheiden könnten, sind bisher nicht bekannt. Krater, auch sehr große, kommen in den Meeren vor, doch treten sie viel seltener auf, als in den hellen Gegenden des Mondes.

In der Nähe der Lichtgrenze, wo geringe Niveauunterschiede sichtbar werden, kann man bemerken, daß die Meere nicht völlig eben sind. Man erkennt vielmehr vielfach terrassenartige Absätze mit zuweilen parallelem Verlaufe.

7. Versunkene Krater sind sehr interessante, von Loewy und Puiseux entdeckte Gebilde. Sie treten am Rande der Meere als busenartige Einbuchtungen auf, indem der nach dem Kontinent zu gelegene Teil des Walles noch vorhanden ist, während der innerhalb des Meeres gelegene nicht mehr sichtbar ist; sie sind sehr zahlreich und kommen in allen Größen vor. Der größte von ihnen, mit über 300^{km} Durchmesser, ist der Sinus Iridum am Nordostrande des Mare Imbrium. Der ursprüngliche Krater ist also der größte von allen gewesen.

8. Die hellen Strahlensysteme sind die merkwürdigsten und wohl am schwierigsten zu deutenden Oberflächengebilde des Mondes. Sie sind besonders gut bei Vollmond zu betrachten und sind dann dem bloßen Auge gut sichtbar, besonders das größte, den Krater Tycho umgebende System. Sie bestehen aus hellen, meist geradlinig verlaufenden und von einem Krater ausgehenden Streifen, die ganz ungehindert über Berge und Täler

zuweilen bis zu enormer Länge sich erstrecken (bei Tycho bis zu 60° Länge). Sie werfen keine Spur eines Schattens und werden bei keiner Librationsänderung verdeckt; es sind also weder Erhöhungen noch Vertiefungen, und sie sind nur als Stellen zu betrachten, die besonders bei kleinen Inzidenzwinkeln des Sonnenlichtes stärker als ihre Umgebung reflektieren.

Bei manchen Systemen beginnen die Strahlen unmittelbar am Wall und überdecken sich teilweise, so daß der Wall von einem hellen Ringe umgeben erscheint. Ihre Breite kann in der Nähe des Walles bis 15 km betragen; sie laufen aber ganz spitz aus. In anderen Fällen, z. B. bei Tycho, beginnen sie erst in einigem Abstande vom Wall, so daß letzterer mit einem dunklen Ringe umgeben erscheint. Wenn die Strahlen auch meistens in größten Kreisen liegen, so kommen doch auch vielfach gekrümmte Strahlen vor, so daß sie sich häufig überdecken und ein fast unentwirrbares Netz darstellen. Dabei sind sie bald scharf begrenzt, bald verwaschen; ihre Helligkeit nimmt zwar durchschnittlich mit zunehmendem Abstand von dem erzeugenden Krater ab, doch kommen auch hiervon manche Abweichungen vor. In dem folgenden Täfelchen sind einige der bedeutendsten Strahlensysteme nebst der mittleren Länge der Strahlen aufgeführt.

Krater	Strahlenlänge	Krater	Strahlenlänge
Tycho	1800 km	Kopernikus	600 km
Stevinus a	1200 „	Byrgius A	500 „
Furnerius a	1200 „	Anaxagoras	500 „
Geminus C	900 „	Kepler	300 „
Thales	800 „	Proclus	300 „
Olbers a	600 „		

Bei Tycho scheint sich sogar ein Strahl bis zu nahe 4000 km zu erstrecken. Die Zahl der Strahlen ist bei den verschiedenen Systemen sehr verschieden; bei Tycho lassen sich mindestens 100 Strahlen erkennen. Als Kuriosum sei erwähnt, daß man am Ostrande des Mondes Strahlen gefunden hat, die von einem auf der Rückseite des Mondes befindlichen Krater ausgehen, dessen Position sich hierdurch hat bestimmen lassen, ohne daß man ihn jemals zu sehen bekommen wird.

Es kommen übrigens auf dem Monde auch zahlreiche isolierte helle Flecken vor, die an Helligkeit und Farbe den Strahlen gleichen und ebenfalls weder Vertiefungen noch Erhöhungen sind.

9. Die Rillen sind sehr lang gezogene, ganz scharf begrenzte schluchtartige Vertiefungen, die häufig von einem Krater ausgehen; sie erscheinen als feine schwarze Linien. Ihre Länge ist oft sehr bedeutend, sie beträgt bei der leicht sichtbaren Ariadäusrille ungefähr 300 km. Auf der Schmidtschen Mondkarte sind 425 Rillen angegeben.

10. Mit Furchen sollen eigentümliche, ebenfalls schluchtartige Gebilde bezeichnet werden, die aber wesentlich breiter sind als die Rillen, und stets ganz gerade verlaufen.

Die merkwürdigste und bekannteste dieser Furchen durchquert die Alpen in ihrer vollen Breite, ganz ohne Rücksicht auf Berg und Tal. Dabei ist diese Schlucht in der Mitte des Gebirges am tiefsten, d. h. sie geht genau geradlinig hindurch, ohne Rücksicht auf die Höhe des Gebirges. In einzelnen kraterreichen Gebieten der Mondoberfläche befinden sich nahe zusammen zahlreiche ähnliche Furchen, wenn auch in bedeutend kleinerem Maßstabe als die Furche in den Alpen. Das Interessante hierbei ist, daß diese Furchen alle unter sich parallel sind, also sicherlich in irgend einer Beziehung zu einander stehen.

Es ist hiermit die Beschreibung der verschiedenen Mondgebilde in Kürze gegeben, und wir wollen nun auf die Helligkeit derselben — das einzige Moment außer der Gestalt, welches der Untersuchung offen steht — eingehen. Pickering hat die Helligkeit der einzelnen Objekte bei Vollmond mit dem Gesamtlicht des Mondes verglichen und so einen Helligkeitskatalog zusammengestellt, in welchem dem hellsten Gebilde (Zentralgebirge im Krater Aristarchus) die Helligkeit 100 gegeben ist. Diese Zusammenstellung sei hier im Auszuge wiedergegeben.

Objekt	Helligkeit	Objekt	Helligkeit
Zentralspitze des Aristarchus	100	Wall von Picard	12
Inneres von Aristarchus	100	Umgebung von Kepler	10
Wall von Proclus	76	Sinus Medii	8
„ „ Censorinus	69	Umgebung von Archimedes	8
„ „ Dionysius	53	Inneres von Ptolemäus	7
„ „ Bode	40	Wall von Bessel	4
„ „ Mösting A	36	Inneres von Archimedes	2
„ „ Kepler	25	„ „ Flamsteed	1
„ „ Kopernikus	21	„ „ Boscovich	0,6

Man ersieht aus dieser Zusammenstellung, daß die Helligkeit des reflektierten Lichts an den verschiedenen Stellen der Mondoberfläche um mehr als das Hundertfache variiert. Es ist nicht anzunehmen, daß dies allein auf der verschiedenen Albedo beruht; vielmehr wird es sich an den Stellen der größten Helligkeit wesentlich um spiegelnde Wirkungen handeln, also um die Spiegelung von glänzenden, lavaähnlichen Materialien. Wahrscheinlich kommen sogar Lichtkonzentrationen vor, in spiegelnden Vertiefungen, die sich ähnlich wie Brennspiegel verhalten.

Die Frage, ob zurzeit noch Veränderungen auf der Mondoberfläche wahrzunehmen sind, ist von besonderem Interesse und der Gegenstand vielfacher Diskussionen gewesen. Verwitterungen, wie sie auf der Erde hauptsächlich durch das Eindringen und spätere Gefrieren von Wasser in Gesteinen vorkommen, sind jetzt auf dem Monde wegen des Fehlens einer Atmosphäre ausgeschlossen. Sie wirken auch nur sehr langsam und allmählich, so daß von der Erde aus sichtbare Wirkungen innerhalb der 50 Jahre, die seit der ersten ausführlichen Darstellung der Mondoberfläche verflossen sind,

kaum zu erwarten wären. Eine andere, langsam zerstörend wirkende Ursache ist aber auf dem Monde in beträchtlich höherem Maße als auf der Erde zu erwarten. Die Temperaturerhöhung während der 14tägigen, durch keine Atmosphäre gemilderten Sonnenbestrahlung ist gewiß eine sehr beträchtliche und mag bis zu 80° oder 100° C betragen. Andererseits wird sich in der ebenso langen und ebenfalls nicht durch eine Atmosphäre behinderten nächtlichen Ausstrahlung die Oberfläche bis nahe auf die Temperatur des Weltalls abkühlen, so daß ein ständig wiederkehrender Temperaturunterschied von vielleicht 200° bis 300° als gesteinzertrümmernde Ursache vorhanden ist. In welchem Maße dies wirksam sein kann, läßt sich nicht übersehen. Als dritte oberflächenverändernde Ursache sind vulkanische Ausbrüche zu betrachten. Dieselben erzeugen noch heute auf der Erde durch Lavaströme und Aschenregen Gestaltsveränderungen der Erdoberfläche, die vom Monde aus sehr deutlich zu erkennen wären. Besonders würden die Ausbrüche selbst mit ihren gewaltigen Wolkenbildungen auffallende Erscheinungen bieten. Ob nun bei dem so sehr viel höheren relativen Alter des Mondes, also bei einer wahrscheinlich viel bedeutenderen Dicke der harten Rinde, ferner bei dem für unsere Vulkanausbrüche so außerordentlich maßgebenden Einflusse des Wassers, der auf dem Monde fehlt, noch aktive Äußerungen zu erwarten sind, erscheint einigermaßen unwahrscheinlich, solange nicht eine direkte Beobachtung vorliegt.

Von den bisherigen Mondbeobachtern, von W. Herschel an, sind nun mehrfache Veränderungen, die zum Teil gar nicht unerheblicher Natur sind, als sicher konstatiert angegeben worden, und doch wird man in allen diesen Fällen die Beobachtungen nur als Täuschungen anzusehen haben. Die rein optischen Veränderungen, die durch den Wechsel der Beleuchtung und in der Gegend des Mondrandes durch die Libration entstehen, sind nämlich sehr viel bedeutender, als man sich für gewöhnlich vorstellt, und können selbst geübte Beobachter täuschen. Franz fordert von einer sicheren Konstatierung einer Veränderung mit Recht den Ausweis durch Mondphotographien; daß man aber auch hierbei noch sehr vorsichtig sein muß, zeigt er an einem Beispiele, wonach bei der stereoskopischen Vergleichung zweier Mondnegative ein zwischen den beiden Aufnahmen erfolgter Bergsturz konstatiert wurde; es handelte sich aber hierbei nur um einen Fehler auf der einen Platte; denn spätere Aufnahmen zeigten von dem Bergsturze keine Spur. Mit Anspruch auf einige Sicherheit ist bisher eine Veränderung irgend welcher Art auf der Mondoberfläche nicht beobachtet worden.

Wir müssen uns nun der wichtigen Frage nach der Entstehung der Oberflächengebilde des Mondes zuwenden. Sie ist überaus schwierig zu beantworten, schwieriger als die entsprechende Frage bei den Gebilden der Erdoberfläche, denen wir doch mit ganz anderen Hilfsmitteln beikommen können, während auf dem Monde nur äußere Form und eventuell das Reflexionsvermögen der Untersuchung offen stehen. Und in gewisser Beziehung doch auch wieder leichter, denn auf der Erdoberfläche ist von den ersten vulkanischen Erstar-

rungsprodukten der Rinde wahrscheinlich nicht mehr viel vorhanden; jedenfalls ist das Vorhandene stark modifiziert durch die späteren, wesentlich auf der Einwirkung des Wassers beruhenden geologischen Formationen. Das ist auf dem Monde wahrscheinlich einfacher, wegen der relativ viel kürzeren Dauer der Zeiten, in denen das Wasser herrschte. Wer kann es wissen, ob ursprünglich nicht die Erdoberfläche der jetzigen Mondoberfläche ähnlich war? Scheinen nicht die sogenannten versunkenen Krater anzuzeigen, daß, wenn die Herrschaft des Wassers auf dem Monde noch wesentlich länger gewährt hätte, schließlich die sämtlichen Krater verschwunden wären, wie sie es auf der Erde sind, immer vorausgesetzt, daß sie auf ihr ebenfalls ursprünglich vorhanden waren?

Jedenfalls ist auf der Mondoberfläche die Kraterbildung in ihrer ungemein einheitlichen Gestaltung das Vorherrschende, und man darf sich deshalb nicht wundern, wenn alle Theorien über die Oberflächengestaltung des Mondes die Kraterbildung zum Ausgangspunkt nehmen. Hierbei war das Nächstliegende und scheinbar Natürliche die Vergleichung mit unseren irdischen Kratern, und man nahm daher zuerst ohne weiteres an, daß die Mondkrater erloschene Vulkane seien, letztere etwa im Sinne des Vesuvs oder des Ätna aufgefaßt. Das Unrichtige dieses Schlusses liegt klar auf der Hand. Bei unseren Vulkanen ist der Berg die Hauptsache, er ist das erste Produkt der vulkanischen Tätigkeit, während die eigentliche Krateröffnung relativ klein ist. Und nicht bloß relativ klein ist sie, sondern auch absolut genommen; denn sie zählt bei den mächtigsten Kratern im Durchmesser nur nach Kilometern, während der Durchmesser der Mondkrater nach ebensoviel Hunderten von Kilometern zu berechnen ist. So muß diese scheinbar zunächstliegende Hypothese fallen gelassen werden.

Nach einer zweiten, vielfach aufgestellten Hypothese wird angenommen, daß die Krateröffnungen durch einschlagende Meteore verursacht seien, zu einer Zeit, als die feste Rinde noch so dünn war, daß sie von diesen Meteoren durchschlagen werden konnte. Auch diese Hypothese ist völlig haltlos; denn wenn der Mond von einer solchen Unzahl von Meteoren, deren kleinste nach Bruchteilen eines Kilometers, deren größte aber nach Hunderten von Kilometern im Durchmesser zu berechnen sind, getroffen worden sein sollte, so hätte dies bei der Erde in noch erhöhtem Maße stattfinden müssen. In historischen Zeiten sind derartig große Meteore aber nicht auf die Erde gestürzt, und davon, daß dies vor geologischen Zeiten stattgefunden hätte, sind nicht die geringsten Anzeichen vorhanden. Ferner wäre die enorme Anhäufung der Krater am Südpol ganz unerklärlich.

Man hat auch versucht, auf experimentellem Wege künstliche kraterähnliche Gebilde herzustellen, indem man von der Ansicht ausging, daß die Krater die Reste von mächtigen, aus dem Mondinnern aufgestiegenen und dann geplatzten Gasblasen seien. Bläst man Dampf in zähflüssige Massen, die sich nahe vor ihrem Erstarrungspunkt befinden, z. B. Gips, ein, so bleiben zwar hohle kreisförmige Vertiefungen zurück, die aber nahe

halbkugelförmig sind und mit den charakteristisch flachen Mondkratern gar keine Ähnlichkeit besitzen.

Wir wollen die zahlreichen anderen Hypothesen übergehen, um gleich etwas ausführlicher die Ebertsche Hypothese zu besprechen, die nach unserem Dafürhalten die wahrscheinlichste, ja wohl wirklich richtige ist. Ebert hat auf folgende Weise ganz getreue Ebenbilder der typischen Mondkrater erhalten: Auf einer flachen Metallschale, welche nur in ihren mittleren Teilen durch darunter geleitete Wasserdämpfe erhitzt wurde, war eine angemessene Menge Woodscher Metallegierung (Schmelzpunkt 68°) ausgegossen. Dieselbe erstarrte am Rande zuerst, so daß in der Mitte eine Lache flüssigen Metalls übrig blieb. Die Oberfläche derselben wurde in wallende Bewegung versetzt. Dabei brandete das flüssige Metall fortwährend gegen die bereits erstarrten Partien, floß zum Teil über, erstarrte und warf so allmählich rings um die Lache einen Wall auf, den es, hier abschmelzend, dort erstarrendes Metall anhäufend, in jedem Falle zur Kreisform ausgestaltete. Die innere Abdachung des Walles erhielt einen Böschungswinkel von 30° bis 40°, dagegen nahm die äußere Abdachung, auf der das übergetretene Material herabfloß, die flache Böschung von 3° bis 4° an. Durch den Verlust an Material vertiefte sich allmählich die flache, tellerförmige Innenfläche; die Bildung eines zentralen Kegelgebirges oder eines zentralen Kraters entspricht den letzten Äußerungen der treibenden Kraft.

Die so erhaltenen künstlichen Bildungen weisen bei verschiedener Intensität des erzeugenden Prozesses in allen Stücken konstante Verhältnisse in den Böschungen, Höhen- und Tiefendimensionen auf, wie sie für die Mondgebirge charakteristisch sind. Ist der Bildungsprozeß intermittierend, so entstehen ringförmig umschlossene Vertiefungen, welche mehrere Parallelwälle oder Terrassen besitzen, wie sie die meisten der großen Mondringgebirge aufweisen.

Die Fig. 167 und 168 (nächste Seite) zeigen die photographische Aufnahme zweier künstlicher, von Ebert erhaltener Krater. Die Ähnlichkeit mit Mondkratern ist eine so überraschende, daß jeder zunächst glauben wird, Photographien von wirklichen Mondkratern vor sich zu haben oder wenigstens naturgetreu nachgebildete Modelle real vorhandener Krater, nicht aber Bildungen, deren detaillierte Form dem reinen Zufall überlassen gewesen ist. Der Schluß auf analoge Vorgänge bei der Entstehung der Mondkrater liegt nun sehr nahe und bietet absolut nichts Gezwungenes. Zur Zeit, als die feste Mondrinde noch sehr dünn war, wird dieselbe häufig durch Eruptionen oder dergl. stellenweise durchbrochen worden sein. Die notwendige wallende Bewegung der feurig flüssigen Massen kann durch durchbrechende Gase verursacht worden sein, wahrscheinlicher ist aber ihr ständiges und regelmäßiges Vorhandensein durch die starke Mondflut zu erklären zu einer Zeit, als die Mondrotation noch nicht mit seiner Umlaufszeit übereinstimmte. Je dünner die Rinde war, um so mehr Wahrscheinlichkeit war für das Entstehen großer Öffnungen vorhanden, d. h. nach der Ebertschen Hypo-

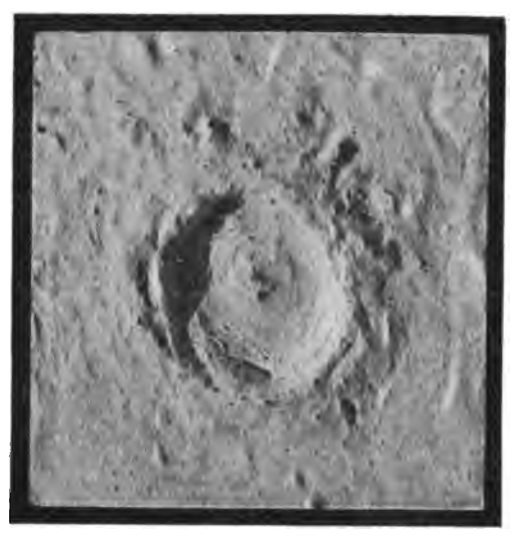


Fig. 167.

these müssen die großen Krater älter sein als die kleinen, ein Schluß, der im völligen Einklange mit dem Seite 487 angegebenen, aus dem Verhalten der Wallkrater gezogenen Resultat steht. Es erscheint uns hiermit das Problem der charakteristischsten Mondbildungen, der Krater, gelöst, und es ist bereits angedeutet, daß das Fehlen dieser Gebilde auf der Erdoberfläche eine Folge der relativ und absolut viel längeren Einwirkung des Wassers sein dürfte.

Die dunkleren, als Meere bezeichneten Flecken des Mondes sind nach unserer Ansicht tatsächlich als frühere Meere aufzufassen. Besonders sprechen hierfür die halbversunkenen Krater, bei denen stets die innerhalb der Meere gelegenen Wallstücke verschwunden sind; ob sie tatsächlich an diesen Stellen eingesunken sind, infolge ihres Druckes, oder ob sie durch die Bewegung des Wassers abgespült sind, oder ob schließlich auch Überlagerungen durch Sedimente vorliegen, muß dahingestellt bleiben. Eine gewisse Erklärungsschwierigkeit bietet aber unter der Voraussetzung wirklicher Meere das Vorhandensein von Kratern innerhalb derselben; denn die Kraterbildung muß im wesentlichen vor der Bildung von Meeren stattgefunden haben; die betreffenden Krater sind also durch das Meer nicht zerstört worden, wie dies bei den teilweise versunkenen Kratern der Fall gewesen ist.



Fig. 168.

Nach den Kratern sind die charakteristischsten und auf der Erde ebenfalls nicht vorkommenden Oberflächengebilde die von den großen Kratern ausgehenden hellen Strahlensysteme, deren wesentliche Eigentümlichkeit darin besteht, daß sie die Oberflächenform nicht verändert haben, sondern nur das

Reflexionsvermögen. Nach Nasmyth und Carpenter sollen sie durch Zersprengung der festen Mondrinde infolge inneren Druckes entstanden sein. Wenn man eine Glaskugel durch inneren Druck sprengt, so zerbricht dieselbe häufig in der Weise, daß von einer Stelle aus die Risse in ziemlich geraden Linien nach verschiedenen Richtungen ausgehen. Das ist aber nur eine rein äußerliche Ähnlichkeit; denn die aus den Rissen austretende innere flüssige Masse müßte doch selbstverständlich Erhöhungen gebildet haben, die aber eben nicht vorhanden sind. Loewy und Puiseux nehmen an, daß diese Strahlen durch vulkanische Eruptionen in den betreffenden Kratern verursachte Aschenregen darstellen, gefallen zu einer Zeit, als noch eine merkliche Mondatmosphäre und in ihr Strömungen, resp. Winde vorhanden waren. Jeder Strahl entspräche einer Eruption, bei welcher eine bestimmte Windrichtung vorgeherrscht habe. Diese Hypothese hat viel Bestechendes für sich, entspricht jedoch nicht allen Eigentümlichkeiten der Strahlenbildung. Sie läßt es ganz unerklärt, weshalb in einzelnen Fällen, z. B. bei Tycho, die Strahlen erst in einem sehr merklichen Abstand vom Krater beginnen. Bei irdischen Vulkanausbrüchen findet man, daß der Aschenregen sich unter allmählicher seitlicher Ausbreitung verliert, beim Monde werden die Strahlen immer feiner und spitzer.

Nach Franz sollen sie durch die Eruption einer kristallisierbaren Flüssigkeit entstanden sein, die, über Berg und Tal fortgeschleudert, keine merkliche Erhöhung des Bodens bedingt, letzteren aber nach der Kristallisation wesentlich heller erscheinen läßt. Da keine Atmosphäre vorhanden gewesen sei, könnten die Kristalle auch nicht verwittern, die Oberfläche bliebe also auch ständig in demselben Zustande. Wie man sich das Fortschleudern in einzelnen ganz schmalen Streifen vorstellen soll, bleibt unerklärt; es erscheint dagegen die Loewy-Puiseuxsche Erklärung unter Annahme einer mit Strömungen behafteten Atmosphäre noch annehmbarer.

Wir kommen zu dem Schlusse, daß wir noch keine einigermaßen befriedigende Erklärung der hellen Mondstreifen besitzen.

Und zu einem ganz entsprechenden Schlusse kommen wir auch in bezug auf die Rillen und Furchen. Die Rillen hat man verhältnismäßig einfach erklären zu können geglaubt. Man betrachtete sie als entstanden beim Erstarren der Oberfläche durch Zusammenziehung des Materials, ähnlich wie auf der Erde im Boden austrocknender Tümpel oder wie bei trocknender Stärke. Aber in allen diesen Fällen entsteht naturgemäß ein dichtes Netzwerk feiner Sprünge. Das Material ist nicht kohärent genug, um bei der Zusammenziehung in breite, weit von einander abstehende Spalten zu zerreißen. Die Rillen auf dem Monde sind aber kilometerbreit und sind isoliert; von einem Netzwerk ist gar keine Rede, auch ziehen sie durch Berge und Täler. Unserer Ansicht nach entsprechen sie noch am ersten unseren Cañons, den tief und scharf eingeschnittenen Flußtälern unserer Hochebenen, wie sie in der typischsten Form der Colorado in Nordamerika zeigt. Ob sie aber einer ähnlichen Ursache ihre Entstehung verdanken, möchten wir nicht mit Bestimmtheit hinstellen.

Noch rätselhafter erscheint die Entstehung der Furchen, für die wir gar nichts Analoges auf der Erde aufzuweisen haben. Nach Ansicht von Loewy und Puiseux haben sich an der ursprünglich flüssigen Mondoberfläche Schollen aus erstarrter Substanz gebildet, welche, von Strömungen bewegt, häufig zusammengestoßen sind, wie die Eisschollen auf unseren Flüssen; dabei wurden sie geradlinig abgekantet, und an diesen geraden Rändern wuchsen sie zusammen bei fortschreitender Erstarrung der Mondoberfläche.

Bei uns werden Bruchstücke durch fortwährende Zusammenstöße nicht geradlinig abgekantet, sondern sie werden abgerundet. Die Erklärung entspricht ferner gar nicht der Tatsache, daß die vorhandene Oberflächenformation durch die Furchen nur unterbrochen ist, aber durchaus nicht gegenseitige Verschiebungen oder Versetzungen zeigt. Die Furchen können erst entstanden sein, als die allgemeine Oberflächenfiguration bereits vorhanden war. Und worauf beruht der Parallelismus der Furchen unter einander und der Umstand, daß ihre Unterkante genau eben zu sein scheint und nicht an der Krümmung der Mondoberfläche teilnimmt?

Es läßt sich nicht leugnen, daß eine andere Hypothese, so unwahrscheinlich sie an und für sich ist, die wahre Gestalt der Furchen am besten erklärt; es sind tatsächliche Furchen, wie eine Ackerfurche durch ein härteres Material in ein weicheres eingerissen. Das schneidende Material könnte aber in diesem Falle nichts anderes als ein streifendes Meteor von großen Dimensionen gewesen sein, und so ist diese Hypothese bereits häufig ausgesprochen worden. Abgesehen von ihrer inneren Unwahrscheinlichkeit, ist sie bei genauerer Betrachtung aber überhaupt nicht stichhaltig; denn ein streifendes Meteor wird schwerlich einen geraden glatten Einschnitt verursachen; es wird auch bei sehr schrägem Auftreffen durch die gewaltige Wärmeentwickelung explosionsartige Wirkungen erzeugen und nicht einen Einschnitt von gleicher Breite, sondern von zunehmender Breite und zerstörender Wirkung nach den Seiten hin formieren.

Alles in allem genommen wissen wir trotz äußerst detaillierter Kenntnis der Mondgebilde von ihrer Entstehung nur wenig; es würde unseres Erachtens sehr nützlich sein, wenn sich statt der Astronomen einmal die Geologen mit dem Problem der Mondoberfläche befassen würden.

Wir müssen noch kurz die Frage des Einflusses des Mondes auf die Erde berühren. Der durch die Anziehung des Mondes gegebene Einfluß auf die Höhe der Meeresoberfläche, die Gezeitenwirkung, ist bekanntlich sehr beträchtlich; sie ist als ein mechanisch-mathematisches Problem durchaus klargestellt und untersucht, gehört aber als solches nicht in den Rahmen unserer Betrachtungen. Auch auf die Atmosphäre muß der Mond eine Gezeitenwirkung ausüben; sie ist aber außerordentlich gering und durch die feinsten Messungen kaum nachweisbar. Und doch ist selbst in den Kreisen der Gebildeten die uralte Ansicht von der Beeinflussung des Wetters durch den Mond noch heute gang und gäbe und scheint sich überhaupt nicht vertilgen lassen zu wollen. Alle exakten Untersuchungen lehren das Nicht-

vorhandensein eines solchen Einflusses, und trotzdem steht der Glaube an Wetteränderungen, die mit der Mondphase zusammenhängen, bei den meisten Leuten felsenfest.

Die vom Monde ausgehende Wärmestrahlung, sowohl die reflektierte Sonnenstrahlung als auch die durch die Erhitzung der Mondoberfläche bedingte selbständige Ausstrahlung, ist in ihrer Wirkung auf die Erde so gering, daß sie sich nur unter großen Schwierigkeiten mit den allerfeinsten Apparaten überhaupt konstatieren läßt; sie kann also keinen wetterbestimmenden Einfluß ausüben.

Herschel vertrat die Ansicht, daß der Mond eine wolkenzerstreuende Kraft besäße, in dem Sinne, daß wesentlich der aufgehende Vollmond eine Verteilung der Wolken und klaren, für astronomische Beobachtungen geeigneten Himmel erzeuge. Die statistische Forschung findet nichts derartiges; das Ganze ist eine Sinnestäuschung, dadurch veranlaßt, daß die Klarheit des Himmels hauptsächlich auffällt, wenn der Mond scheint. Vielleicht findet eine geringe, vorläufig nicht erklärbare Einwirkung des Mondes auf den Erdmagnetismus statt; alles übrige ist Phantasie und Aberglaube bis auf die nicht hinwegzuleugnende, dabei aber sehr leicht verständliche Einwirkung auf das Gemüt des Menschen.

4. **Der Planet Mars.** Mars umkreist die Sonne in einer mittleren Entfernung von 226000000^{km} oder dem Einundeinhalbfachen des Erdabstandes von der Sonne. Sein Durchmesser beträgt 6770^{km}, also nur ungefähr die Hälfte desjenigen der Erde, und bei einer mittleren Dichtigkeit von 0,81 ist seine Masse daher nur 0,12 der Erdmasse. Die Intensität der Sonnenstrahlung beträgt weniger als die Hälfte von derjenigen auf der Erde. Da nun Mars einmal absolut genommen wesentlich älter ist als die Erde, wegen seiner Kleinheit aber relativ genommen in einem noch viel bedeutenderen Maße, so sind unter allen Umständen die Temperaturen auf Mars beträchtlich tiefer als auf der Erde; in welchem Maße, entzieht sich allerdings der Berechnung.

Die Betrachtung der Marsoberfläche, auf welche weiter unten näher einzugehen sein wird, lehrt durch die wesentliche Konstanz der erkennbaren Details, daß der Blick bis zur eigentlichen Oberfläche vordringt und nur selten und in beschränkter Weise durch Wolken abgehalten wird; die Sonnenstrahlung dringt also ebenfalls zu ihrem größeren Teile bis zur Marsoberfläche vor. Es sind aber Trübungen beobachtet worden, und die Ausdehnung der weißen Polarkappen hängt mit den Jahreszeiten auf Mars innig zusammen, so daß an der Existenz einer Atmosphäre, und zwar einer wasserhaltigen, wohl nicht gezweifelt werden kann.

Ausschlaggebend sind in dieser Beziehung die spektroskopischen Beobachtungen, die in der Weise vorgenommen worden sind, daß die Spektra von Mars und Erdmond, wenn beide Gestirne gleiche Höhe besaßen, mit einander verglichen wurden. Die ersten derartigen Beobachtungen von Huggins, Vogel, Maunder lehrten, daß einige der atmosphärischen Liniengruppen im

Marsspektrum merklich kräftiger als im Mondspektrum erscheinen, in welch' letzterem sie durch unsere Atmosphäre allein verursacht sind. Es ist übrigens bei derartigen Untersuchungen wichtig, sie in möglichst großen Höhen der beiden Gestirne über dem Horizont anzustellen, weil bei tiefem Stande die betreffenden Liniengruppen bereits so stark sind, daß weitere geringe Verstärkungen nicht mehr erkannt werden können.

Es ist ferner bei derartigen Beobachtungen erforderlich, daß die Dispersion des benutzten Spektroskops nur schwach ist; bei stärkerer Dispersion zerfallen die atmosphärischen Liniengruppen in ihre einzelnen Linien, deren Verstärkung nur sehr schwierig zu erkennen ist; auch findet bei einzelnen Gruppen weniger eine Verstärkung der einzelnen Linien, als eine Verdunkelung der Zwischenräume zwischen denselben statt, weshalb die Verdunkelung einer nicht aufgelösten Gruppe viel leichter zu erkennen ist. Auf diese Weise erklärt sich auch die sonst auffallende Tatsache, daß Campbell mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte und einem größeren Spektroskop das Vorhandensein einer Marsatmosphäre nicht konstatieren konnte. Neuere Beobachtungen von Vogel, Wilsing und Scheiner haben die Verstärkung der atmosphärischen Liniengruppen im Marsspektrum konstatiert, und es kann keinem Zweifel mehr unterliegen, daß eine Marsatmosphäre vorhanden ist, welche Wasserdampf enthält. Die Vermehrung der Absorption ist aber nur gering und lehrt in Verbindung mit dem schon erwähnten Umstande, daß Wolkenbildungen auf Mars jedenfalls viel seltener sind als auf der Erde, daß die Marsatmosphäre nicht so dicht, vor allem nicht so wasserhaltig ist, als die Erdatmosphäre.

Die photographischen Aufnahmen des Marsspektrums haben, wie das auch kaum anders zu erwarten stand, vollkommene Übereinstimmung mit dem Sonnenspektrum ergeben. Es ist dadurch auch festgestellt, daß die starken Liniengruppen, welche Huggins im Blau und Violett des Marsspektrums beobachtet hat, und deren Einfluß er die rote Farbe des Mars zuschrieb, auf die Fraunhoferschen Linien des Sonnenspektrums zurückzuführen sind.

Auf spektralphotometrischem Wege wird sich wohl die Ursache der rötlichen Färbung feststellen lassen, derartige Untersuchungen scheinen aber bisher nicht in der erforderlichen Ausdehnung ausgeführt worden zu sein. Man erklärt die rote Färbung des Mars gewöhnlich auf folgende Weise: Da uns unsere Erdatmosphäre blau erscheint, so muß sie von außen in der komplementären Farbe, also etwa orange aussehen, also wie der Mars; es soll dies weiter ein Beweis für die Ähnlichkeit zwischen der Atmosphäre des Mars und derjenigen der Erde sein. Diese ganze Argumentation ist unrichtig; denn die blaue Farbe unserer Erdatmosphäre entsteht nicht durch Absorption, sondern durch Diffraktion an den Luftmolekülen, wobei die blauen und violetten Strahlen besonders bevorzugt sind. Die durch die Diffraktion verursachte Lichtzerstreuung geht nach allen Richtungen hin vor sich; wir sehen die Atmosphäre hellblau gegen den an sich schwarzen Himmelsgrund oder gegen

weit entfernte dunkle Berge. Das wegreflektierte Blau fehlt natürlich in dem durch die Atmosphäre gegangenen Licht, also auch in dem von der Erdoberfläche zurückgeworfenen; dieser fehlende Betrag ist aber im Verhältnis zum Gesamtlicht verschwindend gering und außerdem addiert sich zum letzteren ja auch wieder ein Teil des wegreflektierten Blau, so daß die Erde, von außen gesehen, in ihrer Färbung durch die Reflexwirkungen der Atmosphäre nicht merklich geändert sein kann. Das Entsprechende gilt in noch höherem Maße für die jedenfalls nicht dichtere Marsatmosphäre. Wenn also Mars rötlich gefärbt erscheint, so kann dies nicht durch die Atmosphäre desselben verursacht sein, sondern muß auf der entsprechenden Färbung der Marsoberfläche beruhen. Den besten Beweis für die Richtigkeit dieser letzteren Anschauung liefern die weißen, nicht merklich rötlich gefärbten Polarkappen des Mars; käme die Färbung durch die Atmosphäre, so müßten auch sie rötlich erscheinen.

Bei dem starken Wechsel der Entfernung des Mars von der Erde — sie bewegt sich zwischen 75000000 und 375000000^{km} im mittleren Verlaufe, und die starke Exzentrizität der Marsbahn bedingt noch weitere Schwankungen um diese Mittelwerte — verändert sich der scheinbare Durchmesser der Marsscheibe sehr bedeutend. Bei sehr günstigen Oppositionen erreicht der Durchmesser den Betrag von 24″, während er bei ungünstigen Konjunktionen auf unter 4″ sinkt. Da nun bei einem äußeren Planeten die Phasen niemals stark werden können — bei Mars ist der Maximalbetrag des Phasenwinkels 50° —, so ist die Gesamthelligkeit des Mars sehr starken Schwankungen ausgesetzt, die nach Müller den Betrag von ungefähr $4^1/_2$ Größenklassen erreichen können. Bei günstiger Opposition erlangt er die Helligkeit — 2,8 Größenklassen, so daß Mars nächst Venus das hellste Gestirn wird; in der Nähe der Konjunktion sinkt seine Helligkeit auf 1,6, etwa der von α Leonis entsprechend.

Die durch die Phase verursachten Helligkeitsschwankungen sind wegen der Geringfügigkeit der Phase klein. Nach den zahlreichen Beobachtungen Müllers läßt sich die Marshelligkeit in Abhängigkeit von der Phase α darstellen durch die Gleichung:

$$h = -1{,}79 + 0{,}0149\alpha.$$

Auch bei Mars findet keine Übereinstimmung zwischen den beobachteten Phasenhelligkeiten und den nach der Lambertschen Theorie berechneten statt, wie das nebenstehende Täfelchen zeigt.

Phasenwinkel	Reduktion auf volle Beleuchtung	
	Müller beob.	Lamb. Theorie
0	0,00	0,00
4	0,06	0,00
8	0,12	0,01
12	0,18	0,02
16	0,24	0,04
20	0,30	0,06
24	0,36	0,09
28	0,42	0,12
32	0,48	0,16
36	0,53	0,20
40	0,59	0,24
44	0,65	0,29
48	0,71	0,35

Die beobachtete Phasenwirkung ist also doppelt so stark wie die be-

Zeit	Beobachter	Mittl. Helligkeit der Opposition
1801	Olbers	— 1,65
1845—1858	Seidel	— 1,55
1848—1880	Schmidt	— 1,65
1864—1865	Zöllner	— 1,87
1875	Kononowitsch	— 1,72
1880	Copeland	— 1,92
1880—1882	Pickering	— 1,65
1881—1882	Kononowitsch	— 2,03
1877—1890	Müller	— 1,79

rechnete; sie entspricht übrigens sehr nahe derjenigen von Venus.

Brauchbare Messungen der mittleren Marshelligkeit gehen ziemlich weit zurück; ihre Zusammenstellung ist in der nebenstehenden Tabelle gegeben, wozu Müller schon bemerkt, daß die vorhandenen Abweichungen zwar ziemlich groß seien, aber doch nicht so stark, daß ihnen reelle Veränderungen zugrunde zu liegen brauchten.

Als Albedo des Mars ergibt sich der Wert 0,220, also nur wenig größer als diejenige des Merkur und des Mondes. Es ist dies eine Bestätigung des direkten Augenscheins, daß nämlich die Marsatmosphäre wenig dicht ist und die Sonnenstrahlung wesentlich von der Oberfläche reflektiert wird. Man wird gut tun, das Resultat im umgekehrten Sinne zu verwerten, nämlich aus der Übereinstimmung der Albedowerte von Mond und Mars, deren Oberflächen direkt beobachtet werden können, von der Albedo des Merkur auf die Geringfügigkeit der Merkuratmosphäre zu schließen.

Dem detaillierten Studium der Marsoberfläche ist seit Erfindung des Fernrohrs eine sehr große Aufmerksamkeit gewidmet worden. Schon früh hatte man auf ihm helle und dunkle Flecken erkannt, insbesondere die weißen Polarkappen, deren mit den Jahreszeiten wechselnde Ausdehnung von vornherein den Gedanken nahelegte, daß auf der Marsoberfläche und in seiner Atmosphäre sehr nahe Beziehungen zu den entsprechenden Vorgängen auf der Erde vorhanden seien. Es läßt sich nicht leugnen, daß diese Ähnlichkeit, in weiterer Verbindung mit der Möglichkeit einer Bewohnbarkeit durch intelligente Wesen, die Beobachtungen stark beeinflußt hat und auch noch beeinflußt. Man findet leider sehr häufig die direkten Beobachtungsangaben unmittelbar mit derartigen Bezugnahmen verknüpft, was mit der notwendigen Objektivität wissenschaftlicher Beobachtungen nur schwer zu vereinbaren ist. Hat doch schon vor hundert Jahren der eifrige Marsforscher Schröder aus der Bewegung der Marswolken die Windgeschwindigkeiten auf dem Mars bestimmt und sie mit den unserigen in Übereinstimmung gefunden, während man heute Wolken überhaupt nicht mit Sicherheit konstatieren kann.

Schon mit kleineren Fernrohren lassen sich die Hauptgebilde der Marsoberfläche erkennen: die Abwechslung von hellen und dunklen Stellen, ähnlich wie auf dem Monde, und die weißen Polarkappen. Analog wie auf dem Monde bezeichnet man die dunklen Flecken als Meere, die hellen als Länder, ohne daß hierbei an die Existenz von wirklichen Meeren gedacht zu werden braucht.

Schiaparelli, der objektivste der neueren Marsforscher, sagt hierüber folgendes: Die Regionen des Planeten Mars können in zwei Klassen eingeteilt werden. Die erste ist diejenige, deren Teile in einer hell leuchtenden Farbe erscheinen, welche für gewöhnlich dunkelgelb oder orange, jedoch zeitweilig und je nach der Örtlichkeit einerseits wechseln kann zwischen allen Nuancen von Gelb bis zu reinem Weiß, andererseits zwischen allen Tönen, die zwischen Rotorange und einem tiefen Rot denkbar sind, das man am besten mit der Farbe von stark abgenutztem Leder vergleichen kann. Die zweite Klasse ist diejenige der dunklen Regionen, welche die Flecken im eigentlichen Sinne bilden, und deren Grundfarbe als eine Art Eisengrau erscheint in allen möglichen Abstufungen von tief schwarz bis zu einer Farbe, welche sich wenig von aschgrau unterscheidet. Im allgemeinen machen die Regionen der zweiten Klasse den Eindruck größerer Dunkelheit als die ersteren; aber es kommt auch vor, daß in dem Farbenwechsel, welchem viele Teile des Planeten unterworfen sind, man nicht sagen kann, welche Kategorie die hellere ist; es sind dann eben nur Farbenunterschiede vorhanden. Demungeachtet bleibt mit wenigen Ausnahmen der Unterschied zwischen beiden Arten von Regionen ziemlich permanent.

Und auf diese Unterscheidungen stützen sich die Benennungen „Länder“ oder „Kontinente“, welche in den Marskarten den Gebieten der ersten Art gewöhnlich beigelegt werden, und „Meere“, welche den Gebieten der zweiten Art gegeben sind. Bei dem gegenwärtigen Stande unserer Kenntnisse von der physischen Beschaffenheit des Planeten dürfen solche Benennungen nur als Hilfsmittel für unser Gedächtnis betrachtet werden und als eine Art, die Beschreibung klarer und präziser zu machen, gerade wie es mit den sogenannten Meeren des Mondes der Fall ist.

Der Komplex der Oberflächenteile der Meere und Kontinente nimmt den größten Teil des Planeten ein. Es gibt aber verschiedene Regionen von geringer Ausdehnung, deren Natur wechselt, weil sie zuweilen den Charakter von Meeren, zuweilen von Kontinenten, zuweilen selbst von beiden gleichzeitig repräsentieren. Solche Regionen können je nach den verschiedenen Stellungen und Gesichtswinkeln ganz oder zum großen Teile die verschiedenen Farbennuancen zeigen, welche auf den Kontinenten sowie auf den Meeren des Mars zu beobachten sind. Ihre Begrenzungen sind häufig nicht scharf, der Übergang in ein Meer oder einen Kontinent ist zuweilen ganz unmerklich. Derartige Zwischenregionen sind auf der weiter unten folgenden Marskarte in den Meeren als etwas hellere Stellen angegeben (Deucalionis regio, Pyrrhae regio, Hellas, Noachis u. a.). Schiaparelli und andere haben eine große Zahl von mehr oder weniger auffallenden Veränderungen verschiedener Regionen beobachtet. Schiaparelli hat derartige Veränderungen während eines Zeitraumes von 11 Jahren wahrgenommen; er bemerkt jedoch ausdrücklich, daß man hieraus nicht den Schluß ziehen solle, daß diese Veränderungen in langen Perioden vor sich gingen. Es sei möglich und in einzelnen Fällen sehr wahrscheinlich, daß sich dieselben vielmehr bei

jeder Umdrehung des Mars periodisch wiederholten. Da aber jede Opposition des Mars diesen an einem um 48° der Länge gegen die vorhergehende Opposition vorgeschrittenen Punkte der Bahn finden läßt, so sind von einer Opposition bis zur anderen die Jahreszeiten des Planeten um etwa $^1/_8$ der ganzen Periode fortgeschritten; dadurch ist uns die Möglichkeit geboten, die Erscheinungen auf dem Mars Schritt für Schritt zu verfolgen, obgleich ja allerdings ein Teil der beobachteten Erscheinungen einer Umdrehung und der andere der nächsten Umdrehung angehört.

Daß in manchen Fällen die Veränderungen mit Umdrehung, also mit dem Winkel, unter welchem von der Erde aus die betreffende Fläche gesehen wird, zusammenhängt, ist tatsächlich konstatiert. So erscheinen die Gebiete zweifelhaften Charakters in der Nähe der Ränder durchschnittlich heller als im Zentralmeridian; aber auch rein kontinentale Stellen haben ein ähnliches Verhalten. Sehr deutlich zeigt derartige Veränderungen die Insel Argyre, die zuweilen am Rande so hell geworden ist, daß sie fälschlicherweise als Polarfleck aufgefaßt wurde. In der Nähe des Zentralmeridians ist sie dagegen von Schiaparelli häufig sogar in dunkelroter Farbe gesehen worden.

Es treten aber auch mit Sicherheit langsame Veränderungen auf, von denen hier nur ein Beispiel nach Schiaparelli angeführt werden soll. In den Jahren 1877—79 leuchtete die ganze große Region, welche sich unter dem Mare Sirenum zwischen den Meridianen von 190° und 170° bis 40° nördlicher Breite erstreckt, weit mehr als die anderen kontinentalen Gebiete. Spuren von dunkleren Streifen waren außerordentlich unbestimmt und schwer erkennbar. Im Jahre 1882 erschien dieser Teil mehr gelb, und es war, mit großer Mühe allerdings, ein verwickeltes System dunkler Linien zu erkennen. Dagegen war dieselbe Region im Jahre 1888 von neuem heller und weißer, und es konnte nur eine Spur der in den vorhergehenden Jahren beobachteten Linien erkannt werden.

Als außerordentlich wichtige Tatsache ist nun nach Schiaparelli zu betrachten, daß die Meere beim Übergang vom Zentralmeridian nach den Rändern keine Veränderungen zeigen; die Umdrehung des Mars übt also keinen Einfluß auf ihr Aussehen aus. Dagegen lassen sich langsame Veränderungen mit Sicherheit konstatieren, die im Laufe der Jahre beobachtet werden und bewirken, daß die dunkelsten Teile der Meere allmählich heller werden und umgekehrt; Schiaparelli hält es nicht für ausgeschlossen, daß diese Veränderungen mit den Jahreszeiten des Mars im Zusammenhange stehen.

Es ist schon darauf hingewiesen worden, daß die Veränderungen der weißen Polarkappen des Mars mit den Jahreszeiten zusammenhängen. Die letzteren sind in ihrem Verhalten denjenigen unserer Jahreszeiten sehr ähnlich, da die Neigung der Ekliptik gegen den Marsäquator nahe 25° beträgt, also nur unwesentlich größer ist als bei der Erde. Während nun im großen und ganzen die Ausdehnung der Polarkappen den Jahreszeiten

entspricht, indem sie im Winter beträchtlich wachsen, im Sommer aber bis zum Verschwinden abnehmen, so verläuft die Erscheinung doch keineswegs regelmäßig. Das Studium der Polarkappen ist übrigens sehr erschwert durch den Umstand, daß sie zur Winterszeit, also gerade, wenn sie sich bilden, in der Polarnacht liegen und daher für uns unsichtbar sind. Die Anomalien bestehen hauptsächlich darin, daß die Maxima und Minima in der Ausdehnung der Polarflecken durchaus nicht mit den berechneten Zeiten zusammenfallen, sondern daß Abweichungen, die bis zu Monaten gehen, davon vorkommen. Sie beruhen eben auf meteorologischen Einflüssen, die ja auch auf der Erde bekanntlich niemals im einzelnen exakt verlaufen, sondern nur im Mittel vieler Jahre. Die Ausdehnung der weißen Polarflecken variiert vom kleinsten, nicht wahrnehmbaren Durchmesser bis zu mehr als 40°, d. h. etwa 2400^{km}. Sie sind keineswegs rund oder von regelmäßiger Gestalt, sondern häufig ausgezackt, sogar von einer dunklen Unterbrechung durchzogen. Die Ränder sind manchmal scharf, manchmal verwaschen, zuweilen ist sogar eine dunklere Umrandung wahrgenommen worden. Ihr Mittelpunkt fällt durchaus nicht immer mit dem wahren Pol zusammen, sondern liegt häufig stark exzentrisch.

Die merkwürdigste und eine bis jetzt durchaus unaufgeklärte Erscheinung der Marsoberfläche bieten die sogenannten Marskanäle; sie haben besonders in der Laienwelt ein außerordentliches Aufsehen erregt und zu den abenteuerlichsten Hypothesen Veranlassung gegeben. Schiaparelli, der die Marskanäle entdeckt hat, hat ihnen folgerichtig diesen Namen gegeben, da sie als linienförmige Objekte in den sogenannten Kontinenten auftreten und dabei die Farbe der Meere besitzen; ihre Benennung ist ursprünglich in rein formaler Weise erfolgt, ohne daß sie damit ihrer Natur nach als wirkliche, wasserhaltige Kanäle hätte bezeichnet werden sollen. Der größte und breiteste aller Marskanäle, der schon den ersten Marstopographen aufgefallen ist und der überhaupt zu den am leichtesten sichtbaren Objekten gehört, ist die Nilosyrtis, die auf der beifolgenden Marskarte nach Schiaparelli ein sehr auffallendes Objekt bildet. Schiaparelli hat nun eine größere Zahl von Kanälen aufgefunden, die durch spätere Beobachter noch vermehrt worden ist. Die in der Karte (Fig. 169) gezeichneten Kanäle sind die durch Schiaparelli gefundenen; ihre Darstellung entspricht aber durchaus nicht dem Anblicke des Mars zu irgend einer bestimmten Zeit; denn die Kanäle sind niemals gleichzeitig alle sichtbar; ein ständiger Wechsel ist überhaupt die Hauptcharakteristik ihres Wesens. Die Karte stellt also nur die Summierung ihrer Beobachtung dar, und es sei besonders darauf hingewiesen, daß die Marskanäle im Gegensatze zu der weit verbreiteten Ansicht der Laien und auch mancher Astronomen durchaus keine konstanten Gebilde sind, wie etwa unsere irdischen Kanäle, und auch in bezug auf ihre Dimensionen kann von einem Vergleiche mit unseren Kanälen gar keine Rede sein.

Wir wollen nun versuchen, an der Hand der Schiaparellischen Beobachtungen ein Bild von der Erscheinung der Kanäle zu geben.

jeder Umdrehung des Mars periodisch wiederholten. Da aber jede Opposition des Mars diesen an einem um 48° der Länge gegen die vorhergehende Opposition vorgeschrittenen Punkte der Bahn finden läßt, so sind von einer Opposition bis zur anderen die Jahreszeiten des Planeten um etwa $^1/_8$ der ganzen Periode fortgeschritten; dadurch ist uns die Möglichkeit geboten, die Erscheinungen auf dem Mars Schritt für Schritt zu verfolgen, obgleich ja allerdings ein Teil der beobachteten Erscheinungen einer Umdrehung und der andere der nächsten Umdrehung angehört.

Daß in manchen Fällen die Veränderungen mit Umdrehung, also mit dem Winkel, unter welchem von der Erde aus die betreffende Fläche gesehen wird, zusammenhängt, ist tatsächlich konstatiert. So erscheinen die Gebiete zweifelhaften Charakters in der Nähe der Ränder durchschnittlich heller als im Zentralmeridian; aber auch rein kontinentale Stellen haben ein ähnliches Verhalten. Sehr deutlich zeigt derartige Veränderungen die Insel Argyre, die zuweilen am Rande so hell geworden ist, daß sie fälschlicherweise als Polarfleck aufgefaßt wurde. In der Nähe des Zentralmeridians ist sie dagegen von Schiaparelli häufig sogar in dunkelroter Farbe gesehen worden.

Es treten aber auch mit Sicherheit langsame Veränderungen auf, von denen hier nur ein Beispiel nach Schiaparelli angeführt werden soll. In den Jahren 1877—79 leuchtete die ganze große Region, welche sich unter dem Mare Sirenum zwischen den Meridianen von 190° und 170° bis 40° nördlicher Breite erstreckt, weit mehr als die anderen kontinentalen Gebiete. Spuren von dunkleren Streifen waren außerordentlich unbestimmt und schwer erkennbar. Im Jahre 1882 erschien dieser Teil mehr gelb, und es war, mit großer Mühe allerdings, ein verwickeltes System dunkler Linien zu erkennen. Dagegen war dieselbe Region im Jahre 1888 von neuem heller und weißer, und es konnte nur eine Spur der in den vorhergehenden Jahren beobachteten Linien erkannt werden.

Als außerordentlich wichtige Tatsache ist nun nach Schiaparelli zu betrachten, daß die Meere beim Übergang vom Zentralmeridian nach den Rändern keine Veränderungen zeigen; die Umdrehung des Mars übt also keinen Einfluß auf ihr Aussehen aus. Dagegen lassen sich langsame Veränderungen mit Sicherheit konstatieren, die im Laufe der Jahre beobachtet werden und bewirken, daß die dunkelsten Teile der Meere allmählich heller werden und umgekehrt; Schiaparelli hält es nicht für ausgeschlossen, daß diese Veränderungen mit den Jahreszeiten des Mars im Zusammenhange stehen.

Es ist schon darauf hingewiesen worden, daß die Veränderungen der weißen Polarkappen des Mars mit den Jahreszeiten zusammenhängen. Die letzteren sind in ihrem Verhalten denjenigen unserer Jahreszeiten sehr ähnlich, da die Neigung der Ekliptik gegen den Marsäquator nahe 25° beträgt, also nur unwesentlich größer ist als bei der Erde. Während nun im großen und ganzen die Ausdehnung der Polarkappen den Jahreszeiten

entspricht, indem sie im Winter beträchtlich wachsen, im Sommer aber bis zum Verschwinden abnehmen, so verläuft die Erscheinung doch keineswegs regelmäßig. Das Studium der Polarkappen ist übrigens sehr erschwert durch den Umstand, daß sie zur Winterszeit, also gerade, wenn sie sich bilden, in der Polarnacht liegen und daher für uns unsichtbar sind. Die Anomalien bestehen hauptsächlich darin, daß die Maxima und Minima in der Ausdehnung der Polarflecken durchaus nicht mit den berechneten Zeiten zusammenfallen, sondern daß Abweichungen, die bis zu Monaten gehen, davon vorkommen. Sie beruhen eben auf meteorologischen Einflüssen, die ja auch auf der Erde bekanntlich niemals im einzelnen exakt verlaufen, sondern nur im Mittel vieler Jahre. Die Ausdehnung der weißen Polarflecken variiert vom kleinsten, nicht wahrnehmbaren Durchmesser bis zu mehr als 40°, d. h. etwa 2400 km. Sie sind keineswegs rund oder von regelmäßiger Gestalt, sondern häufig ausgezackt, sogar von einer dunklen Unterbrechung durchzogen. Die Ränder sind manchmal scharf, manchmal verwaschen, zuweilen ist sogar eine dunklere Umrandung wahrgenommen worden. Ihr Mittelpunkt fällt durchaus nicht immer mit dem wahren Pol zusammen, sondern liegt häufig stark exzentrisch.

Die merkwürdigste und eine bis jetzt durchaus unaufgeklärte Erscheinung der Marsoberfläche bieten die sogenannten Marskanäle; sie haben besonders in der Laienwelt ein außerordentliches Aufsehen erregt und zu den abenteuerlichsten Hypothesen Veranlassung gegeben. Schiaparelli, der die Marskanäle entdeckt hat, hat ihnen folgerichtig diesen Namen gegeben, da sie als linienförmige Objekte in den sogenannten Kontinenten auftreten und dabei die Farbe der Meere besitzen; ihre Benennung ist ursprünglich in rein formaler Weise erfolgt, ohne daß sie damit ihrer Natur nach als wirkliche, wasserhaltige Kanäle hätte bezeichnet werden sollen. Der größte und breiteste aller Marskanäle, der schon den ersten Marstopographen aufgefallen ist und der überhaupt zu den am leichtesten sichtbaren Objekten gehört, ist die Nilosyrtis, die auf der beifolgenden Marskarte nach Schiaparelli ein sehr auffallendes Objekt bildet. Schiaparelli hat nun eine größere Zahl von Kanälen aufgefunden, die durch spätere Beobachter noch vermehrt worden ist. Die in der Karte (Fig. 169) gezeichneten Kanäle sind die durch Schiaparelli gefundenen; ihre Darstellung entspricht aber durchaus nicht dem Anblicke des Mars zu irgend einer bestimmten Zeit; denn die Kanäle sind niemals gleichzeitig alle sichtbar; ein ständiger Wechsel ist überhaupt die Hauptcharakteristik ihres Wesens. Die Karte stellt also nur die Summierung ihrer Beobachtung dar, und es sei besonders darauf hingewiesen, daß die Marskanäle im Gegensatze zu der weit verbreiteten Ansicht der Laien und auch mancher Astronomen durchaus keine konstanten Gebilde sind, wie etwa unsere irdischen Kanäle, und auch in bezug auf ihre Dimensionen kann von einem Vergleiche mit unseren Kanälen gar keine Rede sein.

Wir wollen nun versuchen, an der Hand der Schiaparellischen Beobachtungen ein Bild von der Erscheinung der Kanäle zu geben.

Die meisten Kanäle verlaufen ungefähr in geraden Linien, d. h. auf der Marskugel in Teilen der größten Kreise; es gibt jedoch merkliche Ausnahmen von dieser Regel, wobei in erster Linie der schon erwähnte deutlichste Kanal, die Nilosyrtis, sehr stark abweicht. Jeder Kanal mündet an seinen beiden Enden entweder in ein Meer oder einen See oder auch in einen anderen Kanal oder in eine Kreuzung mehrerer derselben. Das Abbrechen eines Kanals in einer kontinentalen Gegend ist noch nie beobachtet worden.

Die Kanäle können einander unter allen möglichen Winkeln schneiden; es gibt Stellen, an denen sich bis zu 7 Kanäle auf einem engen Raume treffen; dieser letztere ist dann gewöhnlich durch eine dunklere Stelle, durch

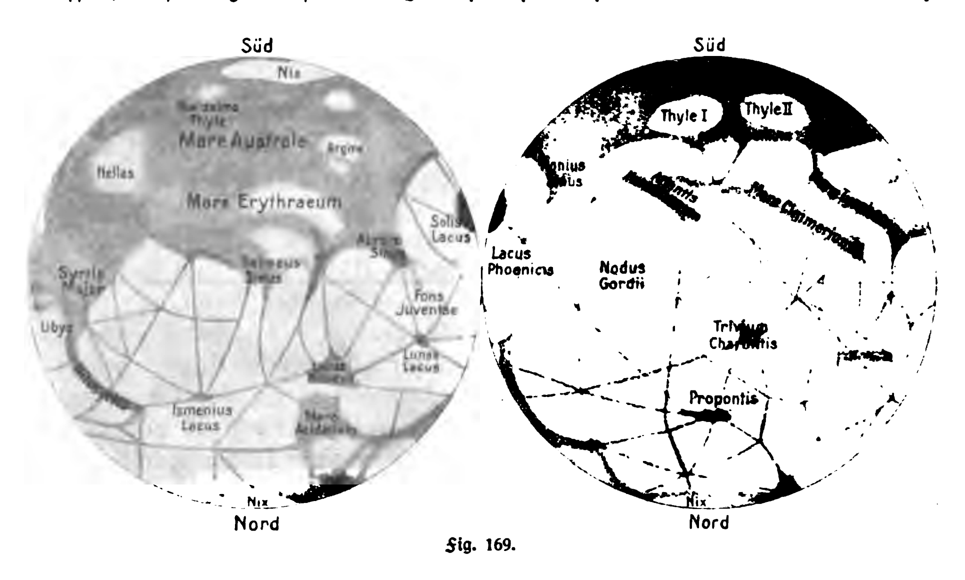


Fig. 169.

einen See, ausgezeichnet. Ihre Länge ist sehr verschieden; während einige nur 600 km bis 900 km lang sind, erstrecken sich andere bis zu einem Viertel des Marsumfanges, das ist bis zu 5000 km und mehr, dabei ohne jegliche Unterbrechung.

Die verschiedenen Zustände, unter denen ein Kanal erscheinen kann, sind die folgenden:

1. Ein sonst gut sichtbarer Kanal kann in demselben Fernrohr und unter den günstigsten Umständen kurze oder längere Zeit unsichtbar sein. Die Epoche des Unsichtbarwerdens scheint mit den Jahreszeiten in Verbindung zu stehen, nämlich mit der Zeit der südlichen Sommersonnenwende zusammenzufallen.

2. In vielen Fällen macht sich die Gegenwart eines Kanals in sehr unbestimmter Weise durch einen leichten Schatten bemerklich, welcher sich unregelmäßig längs desselben erstreckt. Es ist schwierig, diesen Zustand genau

zu beschreiben; er bildet in gewissem Sinne die Grenze zwischen der Sichtbarkeit und der Unsichtbarkeit des betreffenden Objekts.

3. Sehr oft haben die Kanäle das Aussehen eines grauen, an beiden Seiten verwaschenen Streifens, welcher in der Mitte ein mehr oder weniger scharf ausgesprochenes Maximum der Dunkelheit besitzt. Gewöhnlich sind derartige Streifen sehr regelmäßig, es kommen jedoch Anomalien in bezug auf Schärfe und Dunkelheit vor. Es kommt auch vor, daß diese Streifen am einen Ende schmal beginnen, am anderen sich dagegen in einen ausgedehnten leichten Schatten verlieren.

4. Im normalen Zustande ist ein Kanal eine dunkle, manchmal völlig schwarze, scharf begrenzte Linie, welche wie mit der Feder auf die gelbe

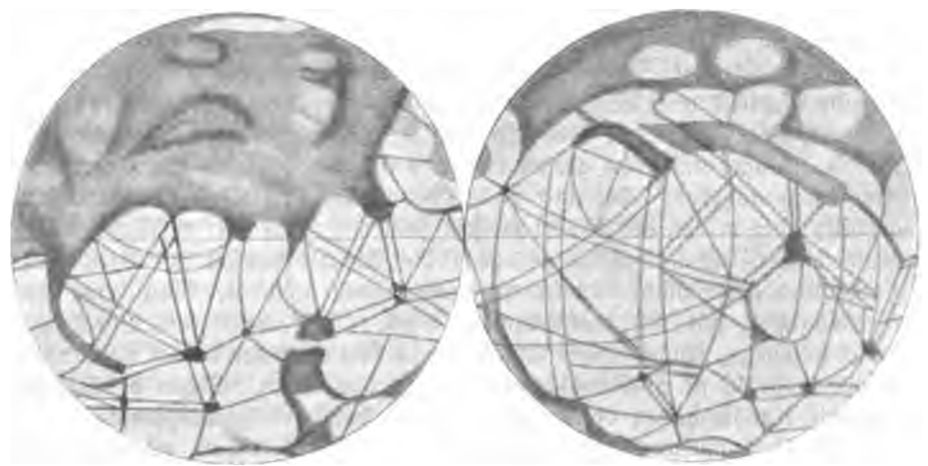


Fig. 170.

Oberfläche des Planeten gezogen scheint. Das Aussehen der Kanäle während dieser Phase ihrer Existenz ist mit sehr wenigen Ausnahmen völlig gleichförmig auf ihrer ganzen Länge. Die Breite desselben Kanals kann mit der Zeit zwischen sehr verschiedenen Grenzen wechseln, von einem kaum bei den besten Zuständen unserer Atmosphäre sichtbaren Faden bis zum breiten schwarzen, auf den ersten Blick sichtbaren Streifen. Die Breiten- und Dunkelheitsänderungen eines scharf gezogenen Kanals umfassen gleichzeitig seine ganze Länge. Wenn derselbe jedoch durch die Kreuzung mit anderen Kanälen in mehrere Teile zerfällt, so kann es sich ereignen, daß die für jede Abteilung gleiche Breite und Intensität von einer zur anderen Abteilung verschieden ist.

5. Das merkwürdigste Phänomen ist durch die Verdoppelung der Kanäle geboten (Fig. 170). Ein Kanal, der in seinem Aussehen längere Zeit nichts Besonderes geboten hat, erscheint plötzlich doppelt. Er ist dann aus zwei sehr nahe bei einander befindlichen Streifen zusammengesetzt, die gewöhnlich

gleichförmig und parallel laufen; leichte Divergenzen oder Verschiedenheiten der Dicke sind ziemlich selten. Gewöhnlich befindet sich der eine dieser Streifen ziemlich genau an der Stelle des ursprünglichen einfachen Kanals, zuweilen ist aber auch zu konstatieren, daß keiner der beiden Streifen genau mit dem ursprünglichen zusammenfällt; es findet nur eine beiläufige Übereinstimmung statt, und in Wirklichkeit ist jede Spur des ursprünglichen Kanals verschwunden.

Die Distanz zwischen den beiden parallelen Linien ist von einer zur anderen Verdoppelung sehr verschieden. Die obere Grenze liegt bei 10° bis 15°, entsprechend 600 km bis 900 km; die untere Grenze hängt natürlich von dem betreffenden Beobachtungsfernrohr ab. Distanzen bis zu 3° oder 180 km sind für Schiaparelli noch erkennbar gewesen. Die gewöhnlich gleichförmige und gleiche Breite der beiden Streifen ist ebenfalls von einer Verdoppelung bis zur anderen verschieden und variiert von einer kaum wahrnehmbaren Linie bis zu etwa 180 km. Der Zwischenraum zwischen den Streifen ist gewöhnlich breiter als letztere selbst. Die Farbe der beiden Streifen ist stets dieselbe, variiert aber ebenfalls von einer zur anderen Verdoppelung; gewöhnlich sind sie schwarz oder sehr dunkel, zuweilen sind sie ziegelrot gefärbt. Manche sind trotz großer Breite so blaß, daß sie sich kaum von ihrer Umgebung abheben. Oft sind beide Linien von einer Art Halbschatten eingehüllt; aber in den bei weitem meisten Fällen sind sie mit absoluter, völlig geometrischer Regelmäßigkeit gezogen; die Gleichförmigkeit der Breite, der Farbe und des Zwischenraumes ist vollkommen; nicht die Spur einer Unregelmäßigkeit hat sich wahrnehmen lassen, alles scheint mit Lineal und Zirkel gezogen. Sind Unregelmäßigkeiten in dem einfachen Kanal vorhanden, so verschwinden sie vollständig nach der Verdoppelung. Sogar deutlich gekrümmte Kanäle haben völlig gerade Verdoppelungen hervorgerufen.

Die Verdoppelung findet häufig in sehr kurzer Zeit statt, jedenfalls sind solche innerhalb 24 Stunden nachgewiesen. Die Verfolgung des Vorganges der Verdoppelung selbst ist aber nur in wenigen Fällen bisher geglückt. Als Beispiel führt Schiaparelli diejenige des Ganges an, der am 12. Januar 1882 noch einfach erschien. Am 13. erschien er auf der einen Seite von einem leichten nebelhaften Streifen in einem Abstande von etwa 5° begleitet. Dieser Streifen wurde am 18. und 19. unsichtbar; das ganze umgebende Gebiet war aber mit weißen Flecken übersät. Am 20. waren diese Flecken nicht mehr vorhanden, dafür war aber wieder der Streifen nunmehr viel schwärzer und schmäler, so daß die Verdoppelung vorlag. Ziemlich häufig ist beobachtet worden, wie sich die beiden Linien aus einer grauen, mehr oder weniger dichten Nebelmasse gleichzeitig loslösen, und es scheint, als ob dieser nebelhafte Zustand eine hauptsächliche Erscheinung beim Verdoppelungsvorgang sei; aber man soll hieraus nicht schließen, daß es sich hier um Objekte handle, welche hinter einer Art von Nebel verborgen blieben und dann nach dessen Verschwinden sichtbar würden. Vielmehr sei das Hervortreten der Linien zu vergleichen mit einer Menge unregelmäßig verteilter Soldaten, welche sich nach und nach in Reihen und Kolonnen ordnen.

Die Verdoppelung der Kanäle scheint mit der Jahreszeit zusammenzuhängen, indem die Maxima der Verdoppelungen ein wenig nach der Frühlingsnachtgleiche und ein wenig vor der Herbstnachtgleiche stattfinden. Zur Zeit des nördlichen Solstizes verschwinden die meisten Verdoppelungen, zur Zeit des südlichen Solstizes verschwinden sie gänzlich.

Die Veränderungen, welche die Durchschnittspunkte der Kanäle zeigen, entsprechen denen der Kanäle selbst. Werden die betreffenden Kanäle unsichtbar, so auch die Durchschnittspunkte, höchstens bleibt ein leichter diffuser Schatten zurück. Auch nehmen sie an den Verdoppelungen teil, wenngleich dies nur äußerst schwierig zu beobachten ist.

Es scheint ferner so, als ob das verdoppelnde Prinzip der Kanäle nicht nur diese betrifft, sondern auch die dunklen Flecken beliebiger Form, falls diese nicht zu ausgedehnt sind; vielleicht betrifft sie sogar noch die Meere, was dann allerdings nur an den Inseln zu erkennen ist.

Jedenfalls sind die Veränderungen auf der Marsoberfläche äußerst komplizierter Natur, und Schiaparelli hat sicherlich recht, wenn er meint, daß die zahlreichen Fragen, welche sich hier bieten, in befriedigender Weise nur durch das unermüdliche Studium einer unendlichen Menge von Einzelheiten aufgeklärt werden können. Es würde notwendig sein, die Reihenfolge der Verwandlungen für jeden Kanal festzustellen und zu untersuchen, ob diese Reihenfolge beständig ist und sich nach irgend einer Periode regelt. Dann müsse man den Zusammenhang zwischen den Erscheinungen studieren, welche sich gleichzeitig bei den Kanälen derselben Gegend ereignen. Endlich müsse man es versuchen, den Einfluß lokaler Bedingungen zu erkennen und denselben von jenen Einflüssen allgemeinen Charakters zu trennen, welche von der Stellung zur Sonne abhängen.

Bei den Versuchen, die auf der Marsoberfläche beobachteten Erscheinungen zu erklären, dürfen vor allem die allgemeinen Bedingungen, die auf Mars maßgebend sind, nicht außer acht gelassen werden. Diese allgemeinen Bedingungen, mit denen die spektroskopischen und photometrischen Beobachtungen durchaus im Einklang stehen, sind aber durch das höhere Alter des Mars gegeben. In dieser Beziehung befindet er sich zwischen Erde und Mond; seine Atmosphäre und seine Wassermengen werden also verhältnismäßig geringer sein als auf der Erde; aber sie sind jedenfalls noch in sehr merklicher Weise vorhanden. Dazu tritt die beträchtlich geringere Kraft der Sonnenstrahlung.

Was nun zunächst die Natur der hellen und der dunklen Partien angeht, so steht nichts im Wege, die hellen Stellen für Kontinente, die dunklen für Meere oder wenigstens, wie auf dem Monde, für gewesene Meere zu halten. Es tritt hier die Frage auf, wie, von außen gesehen, ein Meer erscheinen wird, ob heller oder dunkler als das feste Land. Nach Analogie der Seen oder des Meeres, von sehr hohen Punkten aus gesehen (Schweizerseen), hat

man eine dunklere allgemeine Färbung zu erwarten; andererseits aber wäre doch auch zuweilen ein Sonnenreflex zu erwarten, also bei der geringen Albedo des Mars ein außerordentlich heller Punkt; etwas Derartiges ist aber bisher niemals beobachtet worden. Wir möchten deshalb die Aufmerksamkeit auf eine Tatsache lenken, die bisher nur sehr wenig beachtet worden zu sein scheint. Die Sonnenstrahlung auf Mars beträgt weniger als die Hälfte derjenigen auf der Erde. Der Strahlungseffekt der Sonne beträgt auf der Erde 88° (siehe S. 473), womit eine mittlere Temperatur an der Erdoberfläche von 15° erzielt ist. Unter Annahme gleicher Verhältnisse würde der Strahlungseffekt auf Mars nur 38° betragen, d. h. die mittlere Temperatur der Marsoberfläche wäre —35°. Nun sind die Verhältnisse auf beiden Planeten sicherlich nicht gleich, so daß man der Zahl von —35° keine allzu große Sicherheit beilegen kann; eines aber steht fest, daß nämlich auf dem älteren Mars die Eigentemperatur der Oberfläche, bedingt durch das Gleichgewicht zwischen Ausstrahlung der Wärme und Zufuhr aus dem Innern, jedenfalls geringer ist, als diejenige der Erde, daß hiernach allein genommen die mittlere Temperatur der Oberfläche noch unter —35° läge. Wir wollen uns aber an die Zahl selbst nicht halten, sondern nur den Schluß ziehen, gegen den wohl keine Einwendung möglich ist, daß die mittlere Temperatur der Marsoberfläche unter dem Gefrierpunkt liegt, um zu dem weiteren Schlusse zu gelangen, daß dann das Wasser auf Mars wesentlich nur als Eis vorkommen kann. Danach wären die dunkleren Flecken als Eismassen aufzufassen, die wie die Seen dunkel erscheinen müssen, der Mangel jeglichen Reflexes wäre durch eine durchschnittlich rauhe Oberfläche des Eises zu erklären, wie sie unter dem Einflusse der wechselnden Sonnenstrahlung bei gänzlichem oder fast gänzlichem Mangel an Niederschlägen wohl eintreten würde.

Die hellen Polarkappen hat man bisher fast ganz allgemein als Schnee aufgefaßt, der zur Zeit der Polarnacht gefallen ist und später, im Polarsommer, wieder abschmilzt. Auf gewisse Schwierigkeiten, die in dieser Erklärung liegen, ist man aber doch schon aufmerksam geworden. Insbesondere erhebt sich die Frage, woher der Schnee bei der geringen, sonst kaum merklichen Wolkenbildung kommen soll. Ebenso schwierig ist der manchmal sehr schnelle Wechsel in der Begrenzung der Polarkappen zu erklären, besonders auch das Zustandekommen von dunklen Trennungslinien, welche die Kappen zuweilen in zwei gesonderte Teile trennen. Über alle diese Schwierigkeiten kommt man unter Annahme der tiefen Temperatur hinweg, wenn man die Polarkappen sich nicht oder nur in geringem Maße aus Schnee bestehend vorstellt, sondern sie als Wolken oder Nebel auffaßt, deren Albedo ja mindestens ebenso groß ist, wie die des Schnees.

Da Eis weniger schnell verdunstet als Wasser, so ist die Beobachtungstatsache der verschwindend geringen Wolkenbildung gut zu erklären; der Wasserdampfgehalt der Atmosphäre ist im allgemeinen so gering, daß eine Übersättigung oder Unterkühlung selten stattfindet, die Atmosphäre also im

wesentlichen klar bleibt. Ist es aber richtig, daß die Eigentemperatur des Mars wesentlich tiefer ist als die der Erde, so wird während der Polarnacht eine ganz enorme Abkühlung eintreten, die dann selbst bei geringem Wasserdampfgehalt eine Kondensation desselben in Form von Wolken oder Nebel bewirkt. Es ist dann wesentlich die Wolkendecke, welche die Polarkappen bildet, vielleicht spielt aber auch die weitere Verdichtung derselben an der kalten Oberfläche zu Reif eine wichtige Rolle. Entsprechend zu deuten sind die kleinen, an den verschiedenen Stellen der Marsoberfläche, besonders bei den Kanälen, beobachteten kleinen weißen Flecken.

Die Erklärung des Phänomens der Marskanäle bietet die größten Schwierigkeiten, und es stehen sich daher hier die extremsten Ansichten diametral einander gegenüber. Die einen halten überhaupt die Kanäle nicht für reell, sondern als durch optische Täuschung oder Suggestion aufgefaßt; andere glauben zwar an die reelle Existenz der Kanäle, nicht aber an ihre Verdoppelung, und viele andere schließlich halten alle Beobachtungen für reell und erkennen in den Kanälen die Werke hochentwickelter Intelligenzen, die sich dadurch ihre Daseinsmöglichkeit auf dem wasserarmen Mars erhalten.

Hält man die detaillierten Beobachtungen für reell, so existieren also auf Mars fast genau geradlinige Streifen auf den Kontinenten von einer Breite, die bis zu 200 oder 300 km geht, bei einer Länge von Tausenden von Kilometern.

Die Sichtbarkeit dieser Kanäle ist eine wechselnde im Zusammenhange mit den Jahreszeiten. Zu gewissen Zeiten verdoppeln sich die Kanäle; der Abstand der beiden Komponenten ist zu verschiedenen Zeiten sehr verschieden, beträgt aber bis mehrere hundert Kilometer. Die Farbe der Kanäle entspricht im allgemeinen derjenigen der Meere.

Hiermit irgendwie vergleichbare Objekte sind auf der Erde nicht vorhanden; es ist daher der Phantasie völliger Spielraum gelassen. Wegen ihrer Farbe und wegen ihres direkten Zusammenhanges mit den Meeren liegt der Gedanke am nächsten, sie entsprechend aufzufassen, d. h. als wirkliche, mit Wasser gefüllte Kanäle, deren Wasser zuweilen verschwindet, wodurch sie selbst unsichtbar werden. Dem widerspricht aber der Einwurf, den wir überhaupt gegen die Existenz von Wasser in flüssiger Form auf Mars erhoben haben. Aber auch ganz abgesehen hiervon kann eine Erklärung der Kanäle auf rein naturwissenschaftlicher Basis nicht gefunden werden, und es wird daher von vielen Astronomen das Hilfsmittel der künstlichen Anfertigung herbeigezogen. Da Mars eine längere Entwicklung hinter sich hat, sollen seine Bewohner intelligenter und in der Beherrschung gewaltiger Arbeiten geschickter sein als die Menschen. Zur Begegnung des Wassermangels haben sie ihre Kontinente mit gewaltigen Kanälen durchzogen, die Wasser in die Wüstengebiete führen und dort eine Vegetation ermöglichen. Diese Vegetation bedingt das Sichtbarwerden und Verschwinden der Kanäle, die im wesentlichen das Schmelzwasser der Pole zu den Äquatorialgegenden führen, wobei dies noch auf künstliche Weise befördert wird. Dieser Ansicht

eines der eifrigsten modernen Marsforscher wird von anderer Seite entgegengehalten, wie denn der Rücktransport des Wassers zu den Polen erfolge, wenn nicht soviel Wasser in der Atmosphäre vorhanden sei, daß dadurch Pflanzenwuchs ermöglicht werde. Es wird sogar allen Ernstes erwogen, ob der Rücktransport nicht auf künstlichem Wege erfolge, wobei man dann doch weiter fragen muß, weshalb das Wasser überhaupt zurücktransportiert werden soll, während man doch froh sein müsse, es überhaupt am Äquator glücklich zu haben. Nach Arendt öffnen die Marsbewohner gelegentlich Nebenkanäle, wodurch die Verdoppelungen entstehen. Ein anderer Astronom faßt das Marsproblem von der umgekehrten Seite an. Nach ihm ist der Mars gänzlich von Wasser umgeben, auf dem sich gewaltige Algendecken entwickelt haben, welche die Kontinente bilden. Die Kanäle sind Meeresströmungen, welche die Algendecke zerreißen; durch Gegenströmungen kommen die Verdoppelungen zustande. Douglas hat vor mehreren Jahren auf der dunklen Seite des Mars nahe der Lichtgrenze einen hellen Punkt beobachtet, der sofort als ein Signal aufgefaßt worden ist, welches die Marsbewohner uns haben geben wollen.

Das erinnert an einen bereits vor 50 Jahren gemachten Vorschlag, uns unsererseits mit den Marsbewohnern in Verbindung zu setzen. Auf einer der großen Savannen sollte ein mächtiges rechtwinkliges Dreieck in Raps angepflanzt werden, welches während der Rapsblüte als gelbes Dreieck vom Mars aus zu erkennen wäre. Im nächsten Jahre sollten die beiden Kathetenquadrate angepflanzt werden, nicht aber das Hypotenusenquadrat. Wenn nun die Marsbewohner wirklich intelligente Wesen wären, würden sie sicherlich den Pythagoreischen Lehrsatz kennen und ihrerseits durch ein ähnliches Gebilde antworten, bei welchem aber das Hypotenusenquadrat nicht fehlen würde.

Wir haben hier bei diesen Phantastereien einen Augenblick verweilt aus zwei Gründen: Einmal haben sich die Legenden von den Marsbewohnern derartig in Laienkreisen eingebürgert, daß sie dort als wissenschaftlich festgestellte Tatsachen gelten; dann aber erscheint es lehrreich, darauf hinzuweisen, was entstehen kann, wenn der Astronom die strenge Bahn der wissenschaftlichen Forschung verläßt und nur noch seine Phantasie walten läßt; denn die Einführung intelligenter Marsbewohner ist nichts anderes als Phantasterei. Es ist ja möglich, daß sie existieren; ihre Einführung aber in die Wissenschaft fördert letztere nicht, da auf diesem Wege alles Unverständliche ohne weiteres zu deuten ist.

Wir wollen nun den Betrachtungen derjenigen Astronomen folgen, welche die Erscheinungen der Marsoberfläche für mehr oder weniger nicht reell halten. An ihrer Spitze steht Cerulli, der selbst die großen Flecken auf Mars, die Meere und Kontinente, nicht für reell hält, seine Resultate aber durch sehr sorgfältige Beobachtungen physiologischer Einflüsse erhalten hat.

Nach ihm erscheint die Marsoberfläche im ersten Moment der Beobachtung ganz anders als bei sorgfältiger Betrachtung; der letztere Anblick bietet

sich erst, wenn die Verstandestätigkeit hinzutritt oder die integrierende Tätigkeit des Auges beginnt. Die Ursache dafür, daß dies gerade bei Mars und nicht bei anderen Planeten auftritt, beruht darauf, daß die Flecken auf Mars klein und wenig kontrastierend gegen die Umgebung sind, so daß sie eigentlich außerhalb der Sichtbarkeitsgrenze liegen und nur in den allergünstigsten Momenten, besonders zu Beginn der Beobachtung, zu erkennen sind. Die Gruppierungen derartiger, jenseit der Grenze der deutlichen Sichtbarkeit liegender Flecken erscheinen also ganz unbestimmt, und das Auge bemüht sich nun, sie unter einer bestimmten Form aufzufassen. An Stelle einer solchen Gruppe sieht man daher nur winzige Flecken. Das Auge addiert die Intensitäten der einzelnen Flecken und vereinigt sie in einem Schwerpunkt; daher erscheint dieser Fleck nicht in der Größe der Gruppe, sondern nur als Punkt. Also ein idealer, an sich nicht existierender Punkt wird zum Fleck, während die wahren Flecken verschwinden. Diese Fiktionen werden immer schlimmer, je länger man beobachtet, und der Anfänger macht diese Fehler weniger als der geschulte Marsbeobachter. Häufen sich die schwachen Flecken in bestimmten Richtungen, so entsteht der Kanal; das Auge glaubt, statt der getrennten Punkte wirkliche Linien zu sehen. Cerulli hat auf diesem Wege aus Punkten sich plötzlich deutliche Kanäle bilden sehen; auch das Umgekehrte ist beobachtet worden, allerdings viel seltener.

Der hierbei entstehende Vorgang läßt sich am besten durch ein Beispiel erläutern. Es möge eine Gruppe von schwachen Flecken auf einer annähernd runden Stelle vorhanden sein. Bei der angestrengten Beobachtung werden diese Flecken in einige Schwerpunkte zusammengezogen werden. Hierbei bleibt es aber nicht, sondern diese fingierten Flecken werden nun im Auge auf einander einwirken; sie verändern sich, verschwinden teilweise, und es erscheint eine kreisrunde Kurve, d. h. man glaubt, einen scharf begrenzten, kreisrunden Fleck zu sehen, während in Wirklichkeit beliebig verteilte schwache Fleckchen vorhanden sind.

In ähnlicher Weise erklärt Cerulli die Verdoppelung bereits fiktiver Gebilde; ja er geht so weit, daß er alle bisher erkannten Marsgebilde, auch die Meere und Kontinente, nicht für reell hält. Das würde sich alles erst zeigen, wenn noch viel mächtigere optische Hilfsmittel zu Gebote ständen als jetzt.

Die Cerullischen Ansichten, wenn auch nicht in ihren äußersten Konsequenzen, werden von vielen Astronomen geteilt, und man hat versucht, sie auch auf experimentellem Wege zu verifizieren. So macht Antoniadi darauf aufmerksam, daß im Fernrohr bei einem System feiner (gezeichneter), sich durchschneidender Linien an der Durchschnittsstelle stets ein dunkler Fleck vorgetäuscht wird, wie dies häufig auf Mars zu beobachten ist. Derselbe hat auch Streifen von der scheinbaren Breite der Verdoppelungen, aber von ganz gleichmäßiger Tönung in großer Entfernung stets als Doppellinien gesehen; nach Lowell verdoppeln sich aber auch feine, aus großer Entfernung betrachtete Eisendrähte. Evans und Maunder haben folgenden Versuch an-

gestellt. Sie haben Marsbilder angefertigt, auf denen die Kanäle nicht eingezeichnet waren, sondern nur feine Linien, wie Flußläufe und einzelne, unregelmäßig verteilte Punkte. Diese Bilder ließen sie von einer Anzahl Knaben nachzeichnen, die sich in verschiedenen Entfernungen von den Bildern befanden. Die nahen Knaben zeichneten die Bilder richtig; die entfernteren aber zeichneten gerade, kanalähnliche Linien ein mit seenartigen Verdichtungen an den Durchschnittsstellen.

Wie man aus den Darlegungen der letzten Seiten erkennen wird, ist es nicht möglich, ein objektiv abschließendes Urteil über das Marsproblem zu fällen. Unseres Erachtens sind die gröberen Einzelheiten der Marsoberfläche, wie die Meere und Kontinente, ferner die stärksten der sogenannten Kanäle, wie die Nilosyrtis, reell vorhandene Oberflächengebilde, ebenso die Polarkappen. In betreff aller übrigen Einzelheiten, insbesondere der schwachen Kanäle und der Verdoppelungen, erscheint die Existenzfrage sehr zweifelhaft, und alles, was die Marsbewohner und ihre künstlichen Werke betrifft, gehört nicht in den Bereich der exakten Wissenschaft.

Die beiden Marstrabanten, Phobos und Deimos, sind sehr lichtschwach, und ihre Helligkeit ist wegen der Nähe des hellen Mars schwierig zu bestimmen. Die besten photometrischen Beobachtungen dürften diejenigen Pickerings sein, der ihre Helligkeit mit derjenigen des sternförmig verkleinerten Marsbildes verglich. Als Unterschied erhielt er für Phobos 14,47, für Deimos 14,53 Größenklassen. Das Gesamtlicht des Mars ist also über 600000mal heller. Nimmt man die Helligkeit des Mars in der mittleren Opposition zu — 1,79 Größenklassen an, so resultiert für die beiden Trabanten die Größe 12,7. Hieraus läßt sich unter der Annahme, daß die Albedo der beiden Monde gleich derjenigen des Mars ist, ihr Durchmesser berechnen; es resultiert der Wert $8{,}5^{km}$.

5. Die kleinen Planeten. Die kleinen Planeten sind mit wenigen Ausnahmen so klein, daß eine Scheibe nicht wahrnehmbar ist, so daß alles Oberflächenstudium gänzlich ausgeschlossen bleibt. Auch ihre Lichtstärke ist nicht genügend, um detaillierte spektroskopische Beobachtungen zuzulassen, so daß die physische Untersuchung dieser fast ausnahmslos zwischen Mars- und Jupiterbahn verteilten Himmelskörper sich allein auf die photometrische beschränkt.

Die Zahl der kleinen Planeten beträgt zurzeit etwa 650, während sie im Jahre 1891 etwas über die Hälfte dieser Zahl, nämlich 322 betrug, zu der sie von der ersten Entdeckung im Jahre 1800 angewachsen war. Diese ungemeine Zunahme der Planetenentdeckungen ist die unmittelbare Folge der Einführung der photographischen Methode in dieses Gebiet.

Das Aufsuchen der kleinen Planeten war früher eine sehr mühsame Arbeit, die darin bestand, daß man von einer Gegend des Himmels, in welcher kleine Planeten zu erwarten waren (Ekliptik), Sternkarten an ver-

schiedenen Abenden anfertigte und mit einander resp. mit anderen bereits vorliegenden Karten verglich und dann die fehlenden oder neu vorhandenen Sterne durch Messung ihrer Position auf eine etwaige Bewegung prüfte. In der Mehrzahl der Fälle verlief natürlich eine derartige Vergleichung resultatlos, und ein eifriger Planetenjäger wurde selten mit mehr als einer Entdeckung pro Jahr belohnt.

Die von Wolf im Jahre 1891 eingeführte photographische Methode ist hiergegen außerordentlich einfach und kurz. Man exponiert eine bestimmte Stelle des Himmels längere Zeit, z. B. 2 Stunden; die Fixsterne erscheinen auf der Platte als runde kleine Scheibchen, während ein etwa vorhandener kleiner Planet sich während der Exposition bewegt und sich auf der Platte als Strich abbildet, der unter den übrigen Sternen stark auffällt.

Bei ruhenden Objekten ist die photographische Lichtstärke eines Fernrohrs nahe eine unbegrenzte, da sie mit der Expositionszeit ständig, wenn schließlich auch nur sehr langsam, zunimmt; bei bewegten Objekten ist das nicht mehr der Fall, sondern nach Ablauf einer gewissen Expositionszeit wirkt eine Verlängerung derselben nicht mehr im Sinne der Lichtstärke, sondern erzeugt nur noch eine Deformation des Bildes. Diese Grenze ist erreicht, wenn der Bildpunkt auf der Platte infolge der Bewegung des Objekts seinen eigenen Durchmesser durchlaufen hat. Die absolute Lichtstärke eines Fernrohrs für Planetenbeobachtungen ist also abhängig von Öffnung und Brennweite des Objektivs, von der Größe der Eigenbewegung und natürlich von dem Luftzustande. Ein Beispiel möge dies erläutern. Man kann annehmen, daß die eigene Bewegung der kleinen Planeten in der Opposition im Mittel 0″,5 in der Zeitminute beträgt. Für einen größeren photographischen Refraktor von 33^{cm} Öffnung und $3{,}4^{m}$ Brennweite ist der Durchmesser des kleinsten Scheibchens zu 3″ anzunehmen; ein kleiner Planet durchläuft seinen Durchmesser also in 6^{m}, eine längere Expositionszeit wirkt daher nicht mehr auf die Lichtstärke. In diesen 6^{m} erscheinen aber etwa die Sterne der 11. Größe, d. h. mit einem derartigen Refraktor können unter guten Umständen Planeten bis zur 11. Größe aufgenommen werden.

Verwendet man dagegen ein Euryskop von 10^{cm} Öffnung und kurzer Brennweite, bei welchem der kleinste Bilddurchmesser etwa 30″ beträgt, so wird diese Strecke von einem kleinen Planeten erst in einer Stunde durchlaufen, in welcher Zeit ein derartiges Instrument Sterne bis zur 12. Größe aufnimmt. Aber nicht hierauf allein beruht der Vorzug dieser kleinen, verhältnismäßig billigen Apparate, sondern ganz besonders auf dem beträchtlich größeren Durchmesser des brauchbaren Gesichtsfeldes. Der photographische Refraktor besitzt ein Gesichtsfeld von 4 Quadratgraden, ein Euryskop dagegen von 100 Quadratgraden, und damit steigt die Chance, bei einer Aufnahme einen kleinen Planeten zu finden, auf das 25fache.

Wenn auch im allgemeinen die Planetenstriche neben den Punkten der Fixsterne leicht erkannt werden können, sobald die Helligkeit eine genügende ist, so kann doch nur selten aus einer einzigen Aufnahme ein sicherer Schluß



Fig. 171.

auf die Existenz eines Planeten gezogen werden. Besonders sind es Unreinlichkeiten auf der Platte, welche zu Täuschungen Anlaß geben; aber auch Aneinanderreihungen schwacher Sterne können ähnliche Striche wie Planeten erzeugen. Eine Sicherstellung ist dagegen durch eine zweite Auf-

nahme gegeben, die entweder mit demselben Instrument gleich nach der ersten vorgenommen wird oder beim Vorhandensein zweier Instrumente gleichzeitig.

Fig. 171 zeigt die Entdeckungsaufnahme des Planeten Swea von Wolf.

Die photometrischen Beobachtungen an den kleinen Planeten sind bisher wenig zahlreich, haben aber trotzdem zu interessanten Resultaten geführt. Der Phasenwinkel kann bei diesen Himmelskörpern im Mittel nicht über 30° gehen, und es sind deshalb infolge der Phase nur sehr geringe Helligkeitsschwankungen zu erwarten, die 0,1 Größenklassen kaum überschreiten dürften. Müller hat indessen darauf aufmerksam gemacht, daß die Helligkeitsänderungen infolge der Phase im allgemeinen sehr viel stärker sind, als zu erwarten war, so stark sogar, daß schon früher beobachtete Helligkeitsänderungen, die man für periodischer Natur hielt, hierdurch erklärt werden können. In der weiter unten folgenden Tabelle nach Müller sind diese Helligkeitsänderungen in Größenklassen für 1°· Phasenänderung gegeben. In dieser Tabelle sind auch die mittleren Oppositionshelligkeiten aufgeführt, weil man aus ihnen den Durchmesser der kleinen Planeten berechnen kann, sobald ihre Reflexionsfähigkeit oder Albedo bekannt ist. Das letztere ist ja nun nicht der Fall; sicher ist jedoch, daß diese kleinen Gestirne völlig abgekühlte starre Körper sind, deren Albedo also nicht viel von derjenigen des Merkur oder des Mondes verschieden sein wird. Die in der folgenden Tabelle (Seite 516) aufgeführten Durchmesser sind unter Annahme der Merkuralbedo berechnet.

Die Unterschiede der Phasenkoeffizienten sind recht beträchtlich; sie schwanken zwischen 0,016 bei Iris und 0,053 bei Frigga, d. h. beim extremen Phasenwinkel von 30° würde Iris eine Helligkeitszunahme gegen die Opposition von 0,5 Größenklassen zeigen, Frigga dagegen eine solche von 1,6. Ob diese Unterschiede reell sind, läßt Müller offen; im Mittel würde ein Phasenkoeffizient von 0,030 resultieren. Da die Abweichungen gegenüber dem Lambertschen Gesetz ohnehin schon sehr groß sind, und da mit einer Ausnahme die Phasenkoeffizienten bei verschiedenen Beobachtern für denselben Planeten recht gut unter einander übereinstimmen, so dürften die Unterschiede bei den einzelnen Planeten doch wohl zum größeren Teile reell sein und auf verschiedene Oberflächenbeschaffenheit deuten.

Inwieweit die photometrisch erhaltenen Durchmesser reell sind, läßt sich nicht recht beurteilen, da nur bei den drei hellsten direkte Durchmesserbestimmungen vorliegen, die naturgemäß an sich recht unsicher sind. Barnard fand für Ceres 780^{km}, für Pallas 490^{km} und für Vesta 390^{km}. Die beiden ersteren stimmen recht befriedigend mit den Zahlen der folgenden Tabelle, während bei Vesta der direkt gemessene Wert noch nicht halb so groß ist, als der photometrisch erhaltene. Nun hat Vesta gegenüber den beiden anderen Planeten einen sehr kleinen Phasenkoeffizienten, und es ist denkbar, daß auch ihre Albedo eine ganz andere ist; mit einer doppelt so großen würde Übereinstimmung erzielt.

Die Durchmesserbestimmung der hier nicht aufgeführten kleinen Planeten

Planet	Zahl der Beob.	Phasenwinkelintervall	Beobachter	Oppos.-Größe	Änderung für 1° Phase	Durchmesser in km
1. Ceres	21	3—20°	Müller	6,9	0,042	857
	73	4—23	Parkhurst	7,2	0,043	
	9	8—17	Pickering	7,1	0,045	
2. Pallas	39	4—24	Müller	7,6	0,042	662
	23	6—18	Parkhurst	8,0	0,033	
3. Juno	53	7—30	Parkhurst	9,0	0,030	329
4. Vesta	54	2—23	Müller	6,0	0,027	939
	100	1—28	Parkhurst	6,0	0,018	
5. Asträa	24	4—25	Parkhurst	10,1	0,025	180
6. Hebe	6	4—31	Parkhurst	9,0	0,023	253
7. Iris	28	4—29	Müller	8,5	0,019	273
	57	2—31	Parkhurst	8,9	0,016	
8. Flora	14	8—26	Müller	8,9	0,027	210
	25	4—31	Parkhurst	8,8	0,029	
9. Metis	9	2—10	Müller	8,7	0,041	281
11. Parthenope	33	3—26	Parkhurst	9,7	0,022	193
12. Viktoria	21	10—30	Parkhurst	10,1	0,020	137
14. Irene	17	7—20	Müller	9,6	0,034	227
15. Eunomia	11	9—26	Müller	8,9	0,028	343
16. Psyche	29	2—22	Parkhurst	9,6	0,048	322
18. Melpomene	39	4—33	Parkhurst	9,0	0,033	224
20. Marsalia	18	1—19	Müller	9,2	0,026	239
	25	2—23	Parkhurst	9,1	0,051	
21. Lutetia	7	1—13	Müller	10,1	0,036	157
25. Phocaea	16	11—22	Parkhurst	10,8	0,025	110
29. Amphitrite	18	2—22	Müller	8,9	0,025	315
	13	13—24	Parkhurst	8,8	0,033	
30. Urania	24	1—24	Parkhurst	10,4	0,025	124
37. Fides	8	4—16	Müller	10,4	0,029	168
39. Laetitia	9	5—23	Müller	9,7	0,022	266
40. Hammonia	12	4—24	Müller	9,3	0,018	147
	26	3—26	Parkhurst	10,0	0,017	
41. Daphne	12	13—24	Müller	11,0	0,028	141
43. Ariadne	10	4—15	Parkhurst	10,4	0,020	103
44. Nysa	22	0—22	Parkhurst	9,9	0,025	172
56. Melete	9	19—28	Tietjen	10,9	0,046	128
71. Niobe	13	4—16	Tietjen	10,2	0,042	209
75. Eurydice	11	9—28	Parkhurst	12,6	0,030	63
77. Frigga	11	3—20	Peters	10,4	0,053	177
127. Johanna	7	6—17	Parkhurst	12,7	0,020	65
192. Nausikaa	6	6—16	Müller	9,6	0,034	163
	20	10—33	Parkhurst	10,0	0,020	
258. Tyche	49	0—27	Stechert	10,5	0,046	155
261. Prymno	9	6—21	Parkhurst	12,7	0,017	41

ist eine nicht sehr zuverlässige, da die Oppositionshelligkeiten zu ungenau ermittelt sind. Nach Kleiner würden die sämtlichen kleinen Planeten bis Nr. 404 zusammen eine Kugel von 1152^{km} Durchmesser geben, deren Inhalt also 27mal kleiner wäre als derjenige unseres Mondes.

Während, wie schon bemerkt, die von verschiedenen Beobachtern gefundenen Helligkeitsschwankungen an kleinen Planeten wesentlich durch die starken Phasenwirkungen zu erklären waren, wurden bei dem Planeten Eros,

der sich schon durch seine besondere Bahn auszeichnet — dieselbe liegt teilweise innerhalb der Marsbahn —, im Jahre 1901 sehr starke periodische Schwankungen von v. Oppolzer entdeckt. Die Periode dieses Lichtwechsels umfaßte $5^h\ 16^m$; es stellte sich aber heraus, daß man es mit zwei Perioden verschiedener Helligkeitsunterschiede zu tun hatte, von $2^h\ 25^m$ und $2^h\ 51^m$ Dauer. Die Lichtschwankung selbst betrug annähernd zwei Größenklassen (Februar 1901). Vom März an nahm aber die Stärke der Schwankungen stark ab; Mitte März betrug sie etwa 1 Größenklasse, Mitte April 0,4 Größenklassen, und im Mai war kaum noch etwas vom Lichtwechsel wahrzunehmen. Die Lichtschwankungen hingen bei ihrer Regelmäßigkeit jedenfalls von der Rotation des Planeten ab, und sie lassen sich erklären durch stark unsymmetrische Gestalt (Bruchstück) des Körpers. André nahm an, daß man es hier mit einem Doppelplaneten zu tun hätte, dessen Umdrehungszeit $5^h\ 16^m$ betrage; er fand eine Exzentrizität der Bahn von 0,0569. Die Radien der beiden Körper müßten sich verhalten wie 2 zu 1, und ihre Abplattung resultierte zu etwa $1/2$. Die große Achse aber ergab sich als nur sehr wenig größer als die Summe der beiden Radien, so daß sich die Körper ungefähr berührten. Im letzteren Falle würde es nicht zu entscheiden sein, ob wirklich ein System von zwei Körpern vorhanden ist oder nur ein sehr langgestrecktes Bruchstück.

Durch den Umstand, daß der Lichtwechsel aber nicht immer vorhanden ist oder wenigstens unmerklich gering werden kann, wird das Problem sehr kompliziert und die Erscheinung selbst sehr rätselhaft. Jedenfalls ist eine befriedigende Erklärung bisher nicht gefunden.

Nachdem nun einmal mit Sicherheit eine Helligkeitsschwankung periodischen Charakters konstatiert ist, hat man in den letzten Jahren bei vielen anderen kleinen Planeten ebenfalls solche zu finden geglaubt. Es unterliegt wohl keinem Zweifel, daß einige derselben reell sind; in den meisten Fällen jedoch sind die Schwankungen zu gering oder die Beobachtungen zu vereinzelt, um sie mit Gewißheit feststellen zu können.

6. Der Planet Jupiter. Jupiter ist der bei weitem größte aller Planeten, so daß seine Scheibe trotz der großen Entfernung von der Erde einen größeren Durchmesser zeigt als Venus. Seine Helligkeit ist aber beträchtlich geringer, da infolge der großen Entfernung von der Sonne seine Beleuchtung durch letztere sehr viel kleiner ist (27mal). In der Opposition beträgt seine Sterngröße ungefähr — 2,5 bis — 2,0 Größenklassen und sinkt bis zu seinem Verschwinden in den Sonnenstrahlen nahe der Konjunktion auf etwa — 1,5. Die Helligkeitsunterschiede betragen also nur eine Größenklasse. Der Phasenwinkel kann den Betrag von 12° nicht überschreiten, und trotz zahlreicher und sorgfältiger Beobachtungen hat sich eine Abhängigkeit der Helligkeit vom Phasenwinkel nicht konstatieren lassen. Dieses negative Resultat ist aber immerhin wichtig, wie sich aus folgenden Betrachtungen nach Müller ergibt. Nach der Theorie kann der Phaseneinfluß nur 0,04 Größenklassen betragen, ist also praktisch unmerklich, in Übereinstimmung

mit dem obigen Resultat. Verhielte sich aber Jupiter in dieser Beziehung wie Mars, so würde der Phaseneinfluß 0,17 Größenklassen erreichen, also noch eben zu konstatieren sein. Verhielte er sich aber wie Merkur, Mond oder die kleinen Planeten, so würde sich 0,3 bis 0,4 Größenklassen ergeben, im Gegensatze zum Tatsächlichen. Die Phasenwirkung ist also ähnlich wie bei Venus, so daß man auf eine ähnliche Oberflächenbeschaffenheit Jupiters wie bei jener schließen kann, also auf Wolkenbildung. Damit stimmt auch nicht bloß die direkte Erscheinung der Oberflächengebilde überein, sondern auch die hohe Albedo von 0,616, die der der Venus nahe kommt.

Da, wie wir weiter sehen werden, die Jupiteroberfläche starken Veränderungen unterworfen ist, so liegt die Möglichkeit vor, daß sich dieselben auch in der allgemeinen Helligkeit äußern. Müller hat zur Entscheidung hierüber die bisherigen Beobachtungen der mittleren Oppositionshelligkeiten in der folgenden Tabelle zusammengestellt.

Jahr	Beobachter	Zahl der Messungen	Mittlere Helligkeit	Sonnenflecken
1845—46	Seidel	5	— 2,05	1848 Maximum
1852	„	12	— 2,04	
1862—64	Zöllner	6	— 2,33	1860 Minimum
1875	Kononowitsch	8	— 2,21	1871 Maximum
1882	„	8	— 2,06	
1878	Müller	26	— 2,11	
1879—80	„	53	— 2,23	1879 Minimum
1880—81	„	27	— 2,26	
1881—82	„	15	— 2,33	
1883	„	5	— 2,30	
1883—84	„	12	— 2,35	1884 Maximum
1885	„	15	— 2,31	
1886	„	20	— 2,28	
1887	„	7	— 2,25	
1889	„	6	— 2,16	1889 Minimum
1890	„	21	— 2,14	

Zieht man nur die homogenen Müllerschen Beobachtungen in Betracht, so zeigt sich deutlich, daß die Helligkeit von 1878 bis 1884, also vom Minimum der Sonnenflecken bis zum Maximum ständig zunimmt und von da an wieder ständig kleiner wird bis zum nächsten Minimum. Es ist also hier ein paralleler Gang beider Erscheinungen zu erkennen, doch ist leider die Reihe 1890 abgebrochen, so daß eine Bestätigung noch nicht vorliegt. Es muß auch daran erinnert werden, daß die Umlaufszeit Jupiters sehr nahe mit der Sonnenfleckenperiode zusammenfällt, so daß also auch an den Einfluß der durch die Exzentrizität der Jupiterbahn verursachten Bestrahlungsänderungen gedacht werden kann. Da die Beobachtungen auf mittlere Opposition schon reduziert sind, so ist natürlich der durch die wechselnde Entfernung bedingte direkte Strahlungsunterschied bereits berücksichtigt.

Das Spektrum des Planeten Jupiter unterscheidet sich in seinen brechbareren Teilen, Blau und Violett, in keiner Weise vom Sonnenspektrum, wohl aber in den weniger brechbaren. Die Wasserdampfbänder erscheinen kräftig und entschieden verstärkt, so daß kein Zweifel über die Existenz von Wasserdampf in der Jupiteratmosphäre vorhanden sein kann. Neu hinzu tritt aber ein starkes breites Band, dessen Mitte bei der Wellenlänge λ 6180 liegt. Es ist bis jetzt kein Gas auf der Erde gefunden worden, welches eine entsprechende Absorption lieferte; dagegen enthalten die äußeren Planeten Saturn, Uranus und Neptun dieses Gas in ihren Atmosphären in verstärktem Maße.

Die auf der Jupiterscheibe in zahlreicher Weise vorhandenen dunkleren, rötlich braun gefärbten Gebilde — die Äquatorialstreifen, der rote Fleck — erzeugen nur Veränderungen im kontinuierlichen Spektrum, nicht aber in den Linien. An der betreffenden Stelle erscheint das Spektrum dunkler und zwar in zunehmendem Maße nach dem Violett hin, genau so wie dies durch Verstärkung der allgemeinen Absorption erfolgt, und wie es zur Erklärung der rotbraunen Färbung ausreicht. Es ist hiernach anzunehmen, daß diese Gebilde tiefer liegende Stellen der Wolkenhülle sind, so daß die Lichtstrahlen einen längeren Weg durch die Atmosphäre zurückzulegen haben. Eine Bestätigung der vielfach ausgesprochenen Vermutung, daß man durch die Wolkenlücken hindurch auf die rotglühende Oberfläche sehen könnte, wird also durch die spektroskopische Beobachtung nicht geliefert. Es ist in neuerer Zeit Millochau gelungen, spektrographische Aufnahmen im weniger brechbaren Teile des Jupiterspektrums zu erhalten, welche die direkten Beobachtungen bestärken und ergänzen. Alle dem Wasserdampf entsprechenden Bänder erscheinen verstärkt und zwar in dem Teile des Spektrums, der von dem zur Beobachtungszeit sehr kräftigen südlichen Äquatorstreifen herrührt, ganz besonders. Außerdem konnten die der Jupiteratmosphäre eigentümlichen Streifen bei den Wellenlängen λ 6180, 6070, 6000, 5780 und 5150 deutlich erkannt werden.

Der Anblick der Jupiterscheibe ist ein ganz typischer, ist aber trotzdem fortgesetzten starken Veränderungen im einzelnen unterworfen. Das Typische besteht in der zum Äquator parallelen Anordnung der gröberen Details, dessen Lage als große Achse der deutlich zur Ellipse abgeplatteten Scheibe stets unverkennbar ist. Der Äquator ist immer als heller Streifen markiert, zu dessen beiden Seiten sich stets je ein dunkler Streifen anschließt. Nördlich und südlich hiervon sind weitere abwechselnd helle und dunkle Streifen vorhanden; letztere sind aber viel matter als die eigentlichen Äquatorialstreifen und sehr starken Veränderungen ausgesetzt, so daß ihre Zahl zu verschiedenen Zeiten eine verschiedene ist. Charakteristisch ist ferner die Lichtabnahme der Scheibe nach den Rändern zu, die so stark ist, daß die Ränder selbst unscharf erscheinen. Daß es sich hier um Lichtabsorption durch eine Atmosphäre handelt, ist ganz offensichtlich, und für die brechbareren Strahlen ist diese Absorption eine noch viel stärkere, da bei photographischen Auf-

nahmen eine eigentliche Begrenzung der Scheibe gar nicht zu erkennen ist und der Durchmesser mit der Expositionszeit wächst, ohne daß letztere so gesteigert würde, daß eine photographische Verbreiterung stattfände. Sehr deutlich treten die Helligkeitsunterschiede der Scheibe während des Vorüberganges eines der vier großen Jupitermonde hervor. Beim Eintritt oder Austritt erscheint der Mond hell auf dem Rande, oder er wird ganz unsichtbar, während er nahe der Mitte der Scheibe sich dunkel von letzterer abhebt.

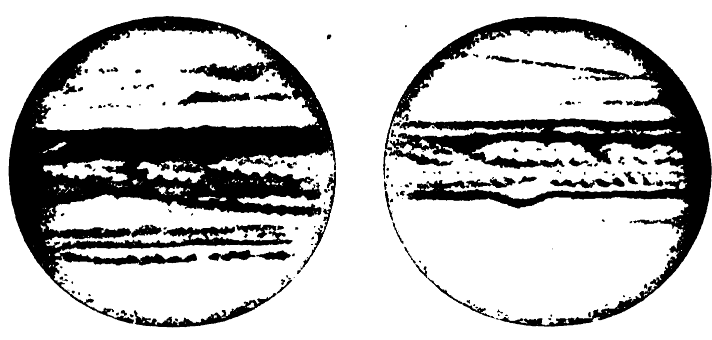


Fig. 172.

In kleinen Fernrohren mit schwacher Vergrößerung erscheinen die Streifen ziemlich scharf und gleichförmig; bei Anwendung stärkerer Hilfsmittel aber zeigen sie sehr komplizierte Struktur, die einem mehr oder weniger



Fig. 173.

starken Wechsel unterworfen ist. Die Begrenzung des hellen Äquatorialstreifens gegen die beiden dunklen ist zwar meistens recht scharf; aber die Grenzlinie ist sehr unregelmäßig, indem weiße Teile buchtenförmig in die dunklen hineinragen. Häufig dringen sie sogar in Form langer Streifen ein, die dann aber sehr bald umbiegen und als sehr lange und helle Streifen in den dunklen eingelagert sind. Zuweilen haben die dunklen Äquatorialstreifen auch stellenweise ein geripptes Aussehen oder zeigen dunklere und hellere Knoten; auch in den anderen Streifen sind ähnliche Strukturen vor-

handen, besonders auffallend sind helle Einbuchtungen, die vielleicht heller sind als die anliegende helle Zone, aus welcher sie stammen.

Das auffallendste und merkwürdigste Objekt, welches je auf der Jupiteroberfläche beobachtet worden ist, ist der große rote Fleck auf der südlichen Halbkugel. Derselbe muß in der ersten Hälfte des Jahres 1878 entstanden sein, da er bei der darauffolgenden Opposition zum ersten Male bemerkt wurde als roter, elliptisch geformter Fleck am südlichen Rande der dunklen Äquatorialzone. Seine Sichtbarkeit hat von da an allmählich abgenommen,



Fig. 174.

doch ist er noch heute in matter Färbung zu erkennen. An der Stelle, wo er den dunklen Streifen berührt, ist letzterer stark eingebuchtet, so daß der ganze Fleck mit heller Materie begrenzt ist. Nach Denning soll seine Sichtbarkeit seit 1890 eine wechselnde sein, indem zuweilen dunkle Streifen über ihn hinziehen und ihn verdecken. Die Längenausdehnung des Flecks beträgt ungefähr $\frac{1}{4}$ bis $\frac{1}{5}$ des Jupiterdurchmessers; das von ihm eingenommene Areal ist also größer als die Gesamtoberfläche der Erde.

Eine ausführlichere Beschreibung der Details auf der Jupiteroberfläche und ihrer Veränderungen würde kaum verständlich sein und nur ermüdend wirken. Viel leichter und besser ist dies aus Zeichnungen zu erkennen, die zu verschiedenen Zeiten angestellt sind und deren hier einige charakteristische in den Fig. 172 und 173 reproduziert sind nach Zeichnungen von de Ball aus den Jahren 1884 und 1885.

Als Beispiel, wie wenig dagegen die Photographie leistet, mag Fig. 174 dienen, die eine der besten Aufnahmen darstellt (mit dem roten Fleck).

Von vielen Beobachtern werden gewisse Veränderungen der Jupiteroberfläche als periodische betrachtet im Zusammenhange mit der elfjährigen Umlaufszeit Jupiters um die Sonne. Nach Wonaseck erleidet der normale Zustand der Äquatorgegend — helle Äquatorialzone mit beiderseitig je einem dunklen Streifen — folgende periodische Veränderung. Das nördliche Äquatorband löst sich allmählich auf, während das südliche, welches allerdings auch ziemlich starke Veränderungen erfährt, sich im Laufe weniger Monate nach Norden verschiebt. Nach dieser Zeit minimaler Streifenbildung verbreitert sich der übriggebliebene südliche Streifen bis über den Äquator hinaus. An seinen Grenzen tauchen dunkle Flecken auf, die sich bandförmig verlängern; während diese Grenzstreifen sich immer mehr ausbreiten, hellt sich der Zentralteil des Äquatorstreifens auf, bis schließlich wieder der normale Zustand eintritt.

Die Maxima und Minima der Streifenbildung sind in dem beistehenden Täfelchen mit den Zeiten des Perihels und Aphels Jupiters zusammengestellt.

Maxima	Minima	Perihel	Aphel
1856,0	1861,0	1857,3	1863,2
1867,9	1873,3	1869,0	1874,9
1879,7	1884,1	1880,8	1886,7
1891,7	1896,4	1892,5	1898,4

Hiernach fallen die Maxima einigermaßen mit dem Perihel zusammen, die Minima mit dem Aphel; es muß hier auf die schon oben erwähnte Veränderung der Oppositionshelligkeiten hingewiesen werden.

Auch Denning hat darauf aufmerksam gemacht, daß eine Zone, die sich früher einmal durch starke Fleckenbildungen ausgezeichnet hat, nach 11 Jahren bei der Annäherung ans Perihel dies wiederum getan hat.

Nach dem Anblick der Jupiteroberfläche und ihrer Veränderungen ist in Übereinstimmung mit den Resultaten der Photometrie und Spektralanalyse die einzig mögliche Deutung durch die Annahme einer in der Jupiteratmosphäre befindlichen mächtigen Wolkenschicht gegeben, in ähnlicher Weise, wie dies bei der Sonne unumgänglich erschien. Es stehen ferner alle beobachteten Erscheinungen mit der weiteren Annahme im Einklang, daß die hellsten Partien die höchst gelegenen sind, die dunkleren die tiefer gelegenen, wobei die Dunkelheit eine Folge der vermehrten Absorption ist. Ob dieses Tieferliegen soweit geht, daß vollständige Wolkenlücken vorhanden sind, durch welche hindurch die eigentliche Jupiteroberfläche erscheint, muß dahingestellt bleiben.

Breite	Rot.-Zeit
+ 12°	9h 55m 36s
+ 4	9 50 40
— 8	9 50 22
— 30	9 55 17

Von besonderem Interesse sind nun die schon sehr lange erkannten Rotationsunterschiede der einzelnen Teile der Jupiteroberfläche, die den letzten und sichersten Beweis für deren wolkige Natur liefern. Bei der überaus schnellen Rotation Jupiters, ungefähr $9^h 50^m$, läßt sich die Bestimmung der Rotationszeit markanter Punkte sehr einfach durch Taxierung desjenigen Zeitmoments ausführen, zu welchem der betreffende Fleck die Mittellinie der Scheibe passiert, und es liegen zahlreiche

Untersuchungen dieser Art vor. Es erscheint nach denselben als sicher konstatiert, daß, ähnlich wie auf der Sonne, die Rotationsdauer nach den Polen hin zunimmt. Stanley Williams fand vorstehende Mittelzahlen.

Eine auf viel umfangreicheres Material gestützte Untersuchung von Belopolsky führt zu folgenden Werten.

Breite	nördl.	südl.
0°— 5°	9h 50,3m	50,2
5 —10	50,7	53,2
10 —15	54,8	55,3
15 —20	55,8	55,3
20 —25	55,7	55,6
25 —45	55,5	54,9

Es ergibt sich hieraus, daß gegenüber den höheren Breiten nur eine sehr schmale äquatoriale Zone eine kurze Rotationszeit, also größere Geschwindigkeit, besitzt, und zwar scheint diese Zone nicht symmetrisch zu liegen, sondern sich überwiegend auf der nördlichen Halbkugel zu befinden. Der Übergang zu der langsameren Bewegung erfolgt ziemlich schnell. Die Geschwindigkeitsdifferenz zwischen dem Hauptteil der Oberfläche und der Äquatorialzone bewirkt, daß ein Punkt der letzteren einen Punkt der ersteren in ungefähr 47 Tagen um einen Umlauf überholt. Mit dem schroffen Übergang der beiden verschiedenen Rotationen stimmt die bereits erwähnte Erscheinung der in die dunklen Äquatorialstreifen hineinragenden hellen Flecken vollkommen überein, da nach Keeler die Umbiegung stets nach dem nachfolgenden Rande der Jupiterscheibe erfolgt; sie stellen Wolkenmassen dar, welche von den Rändern der Äquatorialzone nach außen strömend allmählich hinter dem verweilenden Strome der hellen Äquatorialzone zurückbleiben.

Aus einer Beobachtungsreihe des Jahres 1903, die H. Struve vermittels sorgfältiger Mikrometerbeobachtungen erhalten hat, konnte derselbe folgende weitere Gesetzmäßigkeiten der Jupiterrotation nachweisen, die allerdings zunächst nur Gültigkeit für den betreffenden Beobachtungszeitraum besitzen, wahrscheinlich aber allgemein zutreffen.

Die in derselben Breite gelegenen, auch im Aussehen einander ähnlichen Flecken haben näherungsweise die gleiche Bewegung parallel zum Äquator. Man wird daher anzunehmen haben, daß die in derselben Breite gelegenen Flecken auch näherungsweise demselben Niveau angehören und derselben, in einer schmalen Zone um den Planeten sich herumziehenden Strömung folgen.

Auf dem breiten südlichen dunklen Äquatorialstreifen waren nahe bei einander sehr verschiedene Bewegungen vertreten.

Die Rotationsbewegungen von einzelnen Flecken sind nicht immer konstant; so hat sich diejenige des roten Flecks im Laufe der Jahre verlangsamt, wie die nebenstehende von Sternberg gegebene Zusammenstellung zeigt.

Jahr	Rot.-Zeit
1879	9h 55m 35,1
1880	35,0
1881	36,1
1882	37,3
1883	38,1
1884	39,2
1885	40,1
1886	40,1
1887	40,6
1888	43,9

Mit Ausnahme der durch die weißen Fäden angedeuteten, vom Äquator ausgehenden Strömung sind systematische Breitenänderungen von Flecken

nicht mit Sicherheit konstatiert worden. Der rote Fleck scheint zwar von 1879 bis 1882 seine südliche Breite um ungefähr 1° vergrößert zu haben, doch kann dies auch von geringen Formveränderungen herrühren.

Die Bewegungserscheinungen der Jupiterwolken haben bereits zu mannigfachen Hypothesen Veranlassung gegeben, die aber unseres Erachtens noch stark verfrüht sind. Auf eine gewisse Ähnlichkeit der Rotation Jupiters mit derjenigen der Sonnenphotosphäre ist bereits hingewiesen; diese Ähnlichkeit ist aber nur auf die Tatsache beschränkt, daß in beiden Fällen die Rotationsdauer nach den Polen hin zunimmt; die Gesetze, nach denen dies erfolgt, sind aber jedenfalls durchaus verschieden. Ferner hat man schon frühzeitig auf eine Ähnlichkeit mit den Verhältnissen unserer Erdatmosphäre in der Nähe des Äquators hingewiesen, wo die Passate und Antipassate in einer dem Äquator parallelen Richtung strömen. Hierbei ist aber nicht außer acht zu lassen, daß die Intensität der Sonnenstrahlung, von deren Verschiedenheit auf der Erdoberfläche unsere meteorologischen Erscheinungen abhängen, auf Jupiter bereits 25 mal geringer ist, so daß man ihr wohl kaum einen beherrschenden Einfluß auf die Wolkenbildung Jupiters zuschreiben kann. Man wird vielmehr an innere Ursachen denken müssen und darf vielleicht vorsichtig darauf hinweisen, daß die dunklen Streifen eine gegenüber den Verhältnissen auf der Sonne sehr intensiv entwickelte Fleckenerscheinung darstellen, in dem Sinne entwickelter, als die Zahl der Flecken so vergrößert ist, daß sie in ihren Maximalgebieten sich zu einer kontinuierlichen Zone vereinigen. Etwas mehr als diese bloße Hindeutung dürfte schon unerlaubte Spekulation sein.

Erwähnenswert ist noch ein Versuch von Belopolsky, die mittlere Rotationsgeschwindigkeit des Jupiteräquators auf spektrographischem Wege zu bestimmen. Nimmt man als Rotationsdauer $9^h\,50^m$ an, so würde man eine lineare Geschwindigkeit eines Äquatorpunktes von $12{,}2^{km}$ pro Sekunde zu erwarten haben. Die spektrographischen Messungen haben nun die etwas kleinere von $11{,}4^{km}$ ergeben, was als eine gute Übereinstimmung in Anbetracht der großen Schwierigkeit der Messungen zu betrachten ist.

Durch die Beobachtung der vier großen Jupitertrabanten ist manches astronomische Problem angeregt und befördert worden, und auch in der Astrophysik, speziell in der Photometrie, ist die Aufmerksamkeit in hohem Maße auf sie gelenkt gewesen, wovon außerordentlich zahlreiche Beobachtungen Zeugnis ablegen. Die photometrische Beobachtung ist aber sehr erschwert durch die Nähe des überblendenden Planeten selbst und durch die hierdurch verursachte starke Erhellung des Hintergrundes; es wird dies die Ursache sein, daß trotz der zahlreichen Beobachtungen ein einigermaßen sicheres Resultat bisher nicht erhalten worden ist. Schon W. Herschel hatte angegeben, daß die Helligkeit der vier Monde einem periodischen Wechsel unterworfen sei, indem beim ersten und zweiten Trabanten die größte Helligkeit zwischen

Konjunktion und größter östlicher Digression eintrete, während dies beim dritten Trabanten, dessen Helligkeitsschwankungen nur gering seien, in den größten Elongationen statthabe. Im Gegensatze hierzu läge das Maximum beim vierten Trabanten kurz vor und nach der Opposition. Als durchaus plausible Erklärung hierfür nahm Herschel die Existenz dunkler Flecken auf den Trabanten an, deren Rotationszeit, wie bei unserem Monde, gleich der Umlaufszeit sei. Unter Übergehung zahlreicher anderer Beobachtungen seien diejenigen von Engelmann erwähnt, die, mit Hilfe des Zöllnerschen Photometers erhalten, von beträchtlicher Genauigkeit sein dürften (1870). Er fand, daß die beiden inneren Trabanten eine größere, rasche und unregelmäßige Helligkeitsänderung besaßen, die beiden äußeren eine geringere, aber regelmäßigere. Aus den Jahren 1877 und 1878 liegt eine große Messungsreihe von Pickering vor, der bei keinem der Monde eine irgendwie hervortretende Helligkeitsänderung konstatieren konnte.

Es könnte hiernach den Anschein haben, als wenn die früher gefundenen Änderungen der Helligkeiten nicht reell, sondern verursacht wären durch systematische Beobachtungsfehler, die mit dem Umlauf der Trabanten, also mit ihrer Stellung zur hellen Jupiterscheibe, irgendwie zusammenhängen, und die mit der fortschreitenden Verbesserung der Meßinstrumente immer mehr zum Verschwinden gelangen. Dem widersprechen aber die neuesten Untersuchungen von Guthnik, nach denen der I. und II. Trabant stark veränderlich sind; die Helligkeitsschwankungen liegen bei I zwischen $5{,}5^m$ und $6{,}4^m$, bei II zwischen $5{,}7^m$ und $6{,}1^m$. Die Periode entspricht bei beiden Monden den Umlaufszeiten. Drei Monate später konnte Wendell keine Helligkeitsschwankungen erkennen, während ein Jahr früher Wirtz wieder ziemlich starke Schwankungen gefunden hatte. Es erscheint daher wohl die Annahme berechtigt, daß die Stärke der Helligkeitsveränderungen selbst in hohem Maße veränderlich ist, eine Annahme, die sehr unwahrscheinlich sein würde, wenn nicht bereits bei dem kleinen Planeten Eros eine entsprechende Erscheinung konstatiert wäre.

Was die relative Helligkeit der vier Monde angeht, so ist dieselbe aus der folgenden Müllerschen Zusammenstellung zu ersehen, bei welcher dem dritten, hellsten Trabanten die Helligkeit 1 zugelegt ist:

Jahr	Beobachter	Trab. I	Trab. II	Trab. IV
1771	Bailly	0,24	0,24	0,30
1802—1806	Flaugergues	0,62	0,57	0,54
1858—1860	Auwers	0,60	0,52	0,44
1870	Engelmann	0,83	0,70	0,41
1874 – 1875	Flammarion	0,44	0,36	0,21
1877—1878	Pickering	0,71	0,63	0,35
1887	Spitta	0,80	0,62	0,46

Man wird hieraus im Mittel die Helligkeitsverhältnisse der vier Trabanten annehmen können I : II : III : IV = 0,6 : 0,5 : 1,0 : 0,4.

Unter Zugrundelegung der Helligkeitsmessungen von Pickering und Spitta und der Durchmesserbestimmungen von Barnard erhält man dann folgende Albedowerte für die vier Trabanten:

	Albedo
I	0,41
II	0,49
III	0,26
IV	0,12

Die Albedo des IV. Trabanten entspricht demnach derjenigen unseres Mondes, die des III. nahe derjenigen des Mars, während diejenige der beiden anderen beträchtlich größer ist, und zwar auffallend groß, wenn man bedenkt, daß auf diesen Monden doch schwerlich eine Wolkenhülle vorhanden sein wird.

In betreff spektroskopischer Beobachtungen der Jupitermonde ist nur wenig zu sagen. Es liegen ältere Beobachtungen von Vogel vor, nach denen auch im Spektrum der Trabanten die charakteristischen Bänder, wie sie Jupiter zeigt, vorhanden sind; eine Bestätigung dieses an sich nicht wahrscheinlichen Resultats ist bisher nicht erfolgt.

Die Monde erscheinen in großen Fernrohren als merkliche Scheiben, und schon ältere Beobachter berichten über Flecken, die sie auf denselben erkannt haben. In neuerer Zeit hat Barnard Flecken beobachtet, die so stark seien, daß die Mondscheibe, wenn sie sich vor der Jupiterscheibe befindet, dadurch defekt erscheint. Der Trabant I soll einen hellen Äquatorgürtel und dunklere Polkappen zeigen.

7. Der Planet Saturn. Der durch sein Ringsystem interessante Planet Saturn erscheint durchschnittlich als Stern erster Größe; seine Helligkeit ist jedoch, abgesehen von der durch die wechselnde Entfernung der Erde bedingten Schwankung, einer weiteren periodischen Schwankung unterworfen, die von der Lage der Ringebene zur Erde abhängt. Während eines Umlaufs des Planeten passiert die Erde zweimal die Ringebene, wobei der Ring wegen seiner sehr geringen Dicke unsichtbar wird; zu allen übrigen Zeiten trägt das vom Ring reflektierte Licht zur Gesamthelligkeit bei, und zwar um so mehr, je weiter der Ring geöffnet erscheint. Zöllner, der den Ring als eine feste Masse betrachtete, nahm an, daß seine Helligkeit der scheinbaren Ringfläche proportional sei. Es ist heute mit Sicherheit durch mathematische Untersuchungen nachgewiesen, daß ein starrer Ring nicht stabil sein kann, daß also der Saturnring aus einer großen Zahl von kleinen Körperchen bestehen muß, die unabhängig von einander ihre Bahnen als Monde um den Hauptkörper beschreiben. Eine wesentliche Stütze erhält diese Annahme durch den Umstand, daß der innere Teil des Ringes durchscheinend ist, und ferner durch die Lage der Ringtrennungen, die sich nämlich da befinden, wo die Bahnstörungen der kleinen Monde durch die großen Monde ein Maximum erreichen, so daß diejenigen Körperchen, deren Bahn zufällig in diesen Entfernungen liegt, sehr schnell in andere Bahnen gelenkt werden.

Besteht nun der Ring aus solchen kleinen Körperchen, so muß die Berechnung der reflektierten Helligkeit unter Berücksichtigung der Beleuchtung der einzelnen Körperchen erfolgen, was eine sehr schwierige und komplizierte Aufgabe darstellt. Diese Aufgabe ist von Seeliger gelöst worden; sie führt schließlich zu einer sehr einfachen Form, die unabhängig von dem zugrunde gelegten Beleuchtungsgesetze ist.

Weshalb gerade für Saturn die Bildung eines Ringsystems ermöglicht worden ist und nicht auch für andere Planeten, entzieht sich gänzlich unserer Kenntnis. Es möge hier aber darauf hingewiesen werden, daß der helle schmale Äquatorstreifen auf Jupiter vielleicht den Beginn eines ähnlichen Phänomens anzeigt, das vielleicht überhaupt nicht oder erst bei der weiteren Entwicklung Jupiters zur Ausbildung gelangt.

Nach den Beobachtungen von Müller beträgt der Zuwachs der Saturnhelligkeit durch die Ringe ungefähr eine Größenklasse im Maximum; die mittlere Oppositionshelligkeit Saturns ohne Ringe wurde zu 0,877 Größenklassen gefunden, und bezeichnet man mit l den Elevationswinkel der Erde über der Ringebene, so ergibt sich die Gesamthelligkeit zu:

$$h = 0{,}877 - 2{,}597 \sin l + 1{,}253 \sin^2 l.$$

Der Phasenwinkel kann bei Saturn im Maximum nur den Wert 6° erhalten, wonach ein merklicher Einfluß der Phase nicht zu erwarten wäre; nach den Müllerschen Beobachtungen ist ein solcher Einfluß aber doch zu erkennen, indem die Zu- oder Abnahme der Helligkeit 0,044 Größenklassen für jeden Grad des Phasenwinkels beträgt.

Aus der folgenden Tabelle, welche den Betrag des vom Ring ausgesandten Lichts je nach dem Elevationswinkel in Größenklassen angibt, ist die gute Übereinstimmung der Müllerschen und der Schmidtschen Beobachtungen untereinander und mit der Seeligerschen Theorie zu ersehen.

Aus der Lichtstärke in der mittleren Opposition 0,88 resultiert als Albedo der hohe Wert 0,72, der allein von der Albedo der Venus übertroffen wird. Daß es sich auch bei Saturn um eine Reflexion der Lichtstrahlen von einer Wolkenschicht handelt, ist bereits hiernach anzunehmen.

Die Saturnringe sind nicht von gleichförmiger Helligkeit; jedenfalls ist der innere Ring der hellste, etwa von der gleichen Helligkeit wie durchschnittlich die Saturnkugel; auf photographischen Aufnahmen erscheint er sogar heller, so daß die Albedo

Elevationswinkel	Beob. Müller	Beob. Schmidt	Theorie Seeliger
0°	0,00	0,00	0,00
2	0,09	0,07	0,09
4	0,17	0,15	0,18
6	0,26	0,22	0,27
8	0,34	0,30	0,35
10	0,41	0,37	0,43
12	0,49	0,44	0,50
14	0,55	0,52	0,58
16	0,62	0,59	0,65
18	0,68	0,67	0,73
20	0,74	0,74	0,80
22	0,80	0,81	0,88
24	0,83	0,89	0,96
26	0,90	0,96	1,04
28	0,94	1,04	1,11

des Ringes mindestens derjenigen des Saturn selbst gleichzusetzen ist. Bei der Konstitution des Ringes läßt sich dies nur schwer vorstellen, da die Körperchen klein, also vollständig erkaltet sind; man muß schon zu der weiteren Annahme greifen, daß sie eine glänzende, spiegelnde Oberfläche besitzen. Beständen sie aus demselben Material wie die Wolkenhülle Saturns, so könnte die Ringhelligkeit allerdings etwas größer sein als die der Saturnkugel, weil der Ring keine absorbierende Atmosphäre besitzt, wie spektroskopisch nachgewiesen ist. Die Albedo müßte aber dieselbe sein, d. h. derjenigen von Wasserdampfwolken oder von Schnee entsprechen, oder die Oberfläche müßte eben glänzend sein.

Die spektroskopischen Beobachtungen von Vogel, Huggins, Secchi und Keeler führen zu dem übereinstimmenden Resultat, daß das Saturnspektrum dem Jupiterspektrum vollständig ähnlich ist, besonders in bezug auf die Verstärkung der tellurischen Bänder und das Auftreten des starken Absorptionsbandes im Rot bei der Wellenlänge λ 6180. Nach Vogel ist die allgemeine Absorption besonders stark im Blau und Violett, was das Überwiegen der photographischen Helligkeit des Ringes erklärt, in dessen Spektrum keine Spur des Absorptionsbandes im Rot erkannt werden konnte.

Die Behauptung Lockyers, daß infolge der Zusammenstöße der kleinen Körperchen ein Selbstleuchten der Ringe stattfände, welches sich im photographischen Spektrum durch helle Linien äußere, ist bereits durch Keeler widerlegt worden. Der Eindruck heller Linien entsteht leicht in jedem Spektrum mit dunklen Linien bei verhältnismäßig weit geöffnetem Spalt, indem durch Zusammenfließen der Linien dunklere Teile entstehen, in denen linienarme Stellen, die also nur Lücken des verdunkelten Spektrums sind, heller erscheinen. Wenn der Ring selbstleuchtend wäre, müßte er an den Stellen, an denen er durch Saturn beschattet ist, sichtbar bleiben, was aber nicht der Fall ist.

Über die Oberflächenformation Saturns ist nur wenig mehr zu sagen, als daß sie der des Jupiter sehr ähnelt. Im normalen Zustande ist die Äquatorialgegend hell; es schließen sich daran auf beiden Halbkugeln abwechselnd dunkle und helle Streifen, die vielfachen Veränderungen unterworfen sind, deren Detail sich aber nur schwierig untersuchen läßt. Am besten läßt sich die Rotationsdauer an hellen Flecken beobachten, die häufig in den dunkleren Streifen auftreten. Ein bestimmtes Rotationsgesetz, wie bei Jupiter, scheint noch nicht gefunden zu sein; dagegen ist mehrfach beobachtet worden, daß sich die Rotationsgeschwindigkeit desselben Flecks im Laufe der Zeit ändert.

Besonders interessante Beobachtungen an Saturn auf spektrographischem Wege haben es ermöglicht, die Rotationsgeschwindigkeiten der verschiedenen Teile des Ringes und der Kugel zu bestimmen.

Stellt man den Spalt des Spektrographen parallel zur Äquatorrichtung, so muß eine Linie des Saturnspektrums, soweit sie der Kugel entspricht, schräg stehen, nämlich am Westrande nach Rot, am Ostrande nach Violett ver-

schoben sein. Die Teile der Linie, welche vom Ring herrühren, müssen entsprechend verschoben sein, jeder Teil für sich muß aber schräg stehen, wenn die Geschwindigkeiten innerhalb des Ringes nicht konstant sind. Wäre der Ring starr, so würden die äußeren Teile eine größere lineare Geschwindigkeit besitzen, und die äußeren Enden müßten am stärksten verschoben sein. Beschreiben aber die einzelnen Teilchen des Ringes unabhängige Bahnen, so sind die linearen Geschwindigkeiten und entsprechend die Linienverschiebungen an den inneren Enden am stärksten, und zu diesem Resultate führen in der Tat in guter Übereinstimmung die spektrographischen Aufnahmen, damit den sichersten Beweis für die Zusammensetzung der Saturnringe aus Monden liefernd. Die auf diesem Wege gefundenen Rotationsgeschwindigkeiten in Kilometern pro Sekunde sind die folgenden:

	Keeler	Deslandres	Belopolsky	Berechnet
Äquator	10,3	9,4	9,4	10,3
Innerer Rand	20,0	20,1	21,0	21,0
Äußerer Rand	16,4	15,4	15,5	17,1

Die acht älteren Saturnmonde sind von Pickering photometrisch untersucht worden, indem er sie mit dem punktförmig verkleinerten Bilde Saturns verglich. Danach kommen ihnen die in der folgenden Tabelle gegebenen mittleren Oppositionsgrößen zu. Die daneben aufgeführten Durchmesser sind unter der Annahme der gleichen Albedo wie für Saturn berechnet; man wird also annehmen können, daß die Durchmesser in Wirklichkeit eher größer als kleiner sein werden.

Trabant	Größe	Durchmesser
1. Mimas	12,8	470 km
2. Enceladus	12,3	594
3. Tethys	11,3	916
4. Dione	11,5	871
5. Rhea	10,8	1197
6. Titan	9,4	2259
7. Hyperion	13,7	310
8. Japetus	11,7	783

Die Pickeringschen Beobachtungen bestätigen die schon von Cassini und später von Herschel vertretene Ansicht, daß der äußerste Trabant Japetus einem starken Lichtwechsel unterworfen ist. Die Größe dieses Lichtwechsels beträgt 1,36 Größenklassen. Das Maximum tritt bei der größten westlichen, das Minimum bei der größten östlichen Elongation ein. Herschel hatte für den Helligkeitsunterschied 3 Größenklassen gefunden. Wegen des Zusammenhanges des Lichtwechsels mit der Umlaufszeit ist anzunehmen, daß die Rotationsdauer des Japetus mit der Umlaufszeit zusammenfällt, und daß seine Oberfläche entweder Stellen verschiedener Dunkelheit enthält, oder daß er stark von der Kugelgestalt abweicht.

Die übrigen Saturnmonde scheinen keine Lichtschwankungen zu zeigen, obwohl dies von früheren Beobachtern behauptet worden ist.

8. **Der Planet Uranus.** Uranus ist für ein gutes Auge noch eben ohne Fernrohr zu erkennen. Seine Helligkeit schwankt von der Größe 5,5

bis etwa 6,3. Der Phasenwinkel kann nur den Betrag von 3° erreichen; ein Einfluß desselben auf die Helligkeit ist also ausgeschlossen. Für die mittlere Oppositionshelligkeit liegen folgende Werte vor.

Jahr	Beobachter	Helligkeit
1864	Zöllner	5,73
1880 bis 1888	Pickering	5,66
1878 bis 1888	Müller	5,86

Müller macht darauf aufmerksam, daß die Jahresmittel der Oppositionshelligkeiten ziemlich starke Abweichungen unter einander zeigen, indem die Helligkeit von 1878 bis Anfang der achtziger Jahre wächst und von da bis 1888 wieder abnimmt. Bei Jupiter ist dieselbe Erscheinung noch deutlicher ausgesprochen und auch bei Mars und Saturn schwach angedeutet, auch die Pickeringschen Beobachtungen an Uranus bestätigen die Erscheinung. Man könne daher an eine gemeinschaftliche Ursache denken, die in diesem Falle in einem Lichtwechsel der Sonne beruhen würde. Die Albedo des Uranus stimmt nahe mit der des Jupiter überein; sie beträgt 0,604.

Wegen der Lichtschwäche des Uranusspektrums muß der Spektroskopspalt bei optischer Beobachtung weit geöffnet werden, so daß die Fraunhoferschen Linien nicht mehr zu erkennen sind. Auf den spektroskopischen Aufnahmen von Huggins und Vogel mit verhältnismäßig engem Spalt sind dagegen die stärkeren Fraunhoferschen Linien gut zu erkennen; besondere Absorptionsbänder sind in diesem Teile des Spektrums nicht vorhanden. Der Anblick des optischen Teiles des Uranusspektrums ist aber ein ganz charakteristischer, indem eine Anzahl kräftiger Absorptionsbänder das Spektrum auf den ersten Blick von den bisher besprochenen Spektren als abweichend erkennen lassen.

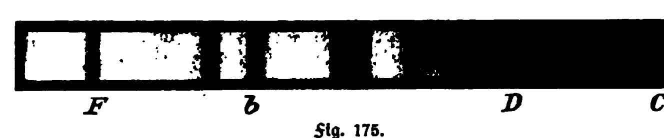


Fig. 175.

Die beistehende Fig. 175 stellt das Uranusspektrum nach den Beobachtungen und Messungen von Keeler dar. Nach Vogel und Keeler sind folgende Bänder vorhanden.

Wellenlänge	Beschreibung
λ 6181	Mitte des stärksten Absorptionsbandes
5961	Schwaches und sehr schmales Band
5750	Dunkelster Teil eines breiten, sehr verwaschenen Bandes
5425	Mitte eines breiten, sehr dunklen Absorptionsbandes
5180	Sehr schwaches Band (vielleicht b-Gruppe des Sonnenspektrums)
5085	Sehr schwaches Band
4855	Ziemlich scharf begrenztes, schmales Band

Das stärkste Band bei λ 6181 ist identisch mit den entsprechenden Bändern im Jupiter- und Saturnspektrum. Das Band λ 5750 ist vielleicht identisch mit dem tellurischen Band δ im Sonnenspektrum. Über die Herkunft der übrigen Bänder ist nichts bekannt. Das Band bei λ 6181 ist im

Spektrum des Uranus sehr viel kräftiger als bei Saturn oder gar Jupiter. Es ist daher möglich, daß die anderen Bänder durch die gleiche Materie entstehen und bei Jupiter und Saturn nur wegen ihrer Schwäche nicht sichtbar sind; es ist aber auch gerade so gut möglich, daß sie von anderen, auf Uranus neu auftretenden Gasen herrühren.

9. **Der Planet Neptun.** Neptun hat etwa die Helligkeit eines Sterns der Größe 7,5; die durch die wechselnde Entfernung von der Erde bedingte Helligkeitsschwankung beträgt nur 0,2 Größenklassen, und von einem Einfluß der nicht ganz 2° erreichenden Phase kann keine Rede sein. Die Albedo kommt der des Uranus nahe mit 0,521. Die große Lichtschwäche hat bisher die spektroskopische Untersuchung sehr erschwert; es sind breite Absorptionsbänder im Spektrum vorhanden, deren Lage mit denjenigen im Uranusspektrum übereinzustimmen scheint. Unsere ganzen physikalischen Resultate beschränken sich daher bei Neptun auf die Annahme, daß zwischen ihm und Uranus eine gewisse Ähnlichkeit besteht.

Wenn wir unsere Kenntnisse über die physische Beschaffenheit der Planeten zusammenfassen, so ist ihre Geringfügigkeit sofort in die Augen fallend; doch ist es nicht ohne Interesse, die wichtigsten Faktoren zusammenzustellen und mit einander zu vergleichen. Hierhin gehören: 1. Masse, behufs Beurteilung des relativen Abkühlungszustandes, 2. Dichte, zur Beurteilung, ob der gemessene scheinbare Durchmesser dem wahren Durchmesser des Kerns entspricht, 3. der schon besprochene Bestrahlungseffekt durch die Sonne, 4. die Albedo, zur Beurteilung, ob eine feste Oberfläche oder eine Wolkenhülle reflektiert, 5. Spektrum der Atmosphäre und andere Beobachtungen über eine etwaige Atmosphäre.

Planet	Masse	Dichte	Strahlungseffekt	Albedo	Spektrum	Atmosphäre
Merkur	0,04	0,80	6,6	0,14	Schwache Abs.-Bänder	Sehr geringe Atmosphäre
Venus	0,81	0,95	1,9	0,76	Abs.-Bänder	Starke Atmosphäre mit dichter Wolkenhülle
Erde	1,00	1,00	1,0	0,1 bis 0,2	Abs.-Bänder	Starke wasserdampfhaltige Atmosphäre mit wechselnder Wolkenhülle
Mond	0,01	0,60	1,0	0,13	Keine Absorption	Keine Atmosphäre
Mars	0,12	0,81	0,44	0,22	Schwache Bänder	Schwache Atmosphäre, sehr geringe Wolkenbildung
Jupiter	309,6	0,23	0,04	0,62	Starke Abs.-Bänder	Sehr starke Atmosphäre, mächtige Wolkenhülle
Saturn	92,6	0,12	0,01	0,72	Starke Abs.-Bänder	Sehr starke Atmosphäre, mächtige Wolkenhülle
Uranus	14,7	0,25	0,003	0,60	Sehr starke Abs.-Bänder	Sehr starke Atmosphäre, mächtige Wolkenhülle
Neptun	16,5	0,14	0,001	0,52	Wahrscheinl. dasselbe	Wahrscheinl. dasselbe

Was nun zuerst die Dichte angeht, so sind die vier Planeten Merkur, Venus, Erde, Mars von nahe der gleichen hohen Dichtigkeit, während alle

34*

übrigen Planeten ebenfalls von annähernd gleicher, aber sehr viel geringerer Dichte sind; es entspricht dies der Kant-Laplaceschen Anschauung über die Planetenbildung und wiederholt sich im kleinen beim System Erde—Mond, in welchem der aus den äußeren Teilen der ursprünglich über die Monddistanz sich hinaus erstreckenden Erdkugel gebildete Mond nur die Dichtigkeit 0,60 besitzt.

Betrachten wir nun die drei kleinsten Körper der Tabelle, Merkur, Mond und Mars, deren Entwickelungszustand wegen ihrer Kleinheit am weitesten vorgeschritten sein muß, so erkennen wir, daß sie nur noch geringe oder gar keine merklichen Atmosphären mehr besitzen. Die Lichtreflexion geht von der erstarrten Oberfläche aus, und dem entsprechend ist ihre Albedo sehr gering: 0,13 bis 0,22. Die Albedo der Erde würde etwa dieselbe sein, wenn nicht die großen Wolkenmassen vorhanden wären, deren Albedo zu etwa 0,8 anzunehmen ist; die Albedo der Erde wird daher an den verschiedenen Stellen der Erdscheibe eine sehr verschiedene und mit der Zeit wechselnde sein; auch die mittlere Albedo wird noch einem sehr merklichen Wechsel unterworfen sein. Venus, deren Masse nur wenig geringer ist als die der Erde, ist ein absolut jüngerer und sicherlich auch relativ jüngerer Planet; ihre Wolkenschicht ist dichter und zusammenhängender als diejenige der Erde, und ihre Albedo ist daher die größte von allen Planeten. Bei den vier Planeten Jupiter, Saturn, Uranus und Neptun sind die Massen so groß, daß, trotz des höheren absoluten Alters, das relative Alter doch geringer sein kann, als dasjenige der Erde. Sie sind sämtlich mit mächtigen Atmosphären umgeben, deren Wolkenhülle die hohen Albedowerte bedingt, während der noch oberhalb der Hülle befindliche Teil der Atmosphäre starke Absorptionen ausübt. Diese Atmosphären enthalten in mit der Entfernung der Planeten von der Sonne zunehmendem Maße ein Gas oder mehrere Gase von starkem Absorptionsvermögen, welche auf der Erde bisher nicht bekannt sind. Wegen der Art der Absorption ist kaum anzunehmen, daß es sich hierbei um unbekannte Elemente handelt, vielmehr werden es chemische Verbindungen sein, welche die Absorption erzeugen.

Zweiundzwanzigstes Kapitel.

Die Kometen und Meteore. Das Zodiakallicht.

Die Kometen haben von jeher das größte Interesse nicht bloß der Gelehrten, sondern der gesamten Menschheit erregt. Es ist das auch leicht zu verstehen: Sie erscheinen unerwartet, oft ganz plötzlich; ihre Bahn am Himmel durchlaufen sie oft außerordentlich schnell, so daß sie häufig fast ebenso plötzlich verschwinden, wie sie gekommen sind. Vor allem aber erregt ihre seltsame und rasch veränderliche Gestalt die größte Aufmerksamkeit; an einen helleren Kopf schließt sich ein mächtiger Schweif an, dessen Länge zuweilen das halbe Himmelsgewölbe umfaßt. Alle diese Abweichungen von dem Aussehen der übrigen Gestirne, das völlig Rätselhafte der Erscheinung, erzeugten Furcht und Schrecken bei den Menschen; die Kometen waren ein

warnendes Vorzeichen für kommendes Unheil, Krieg und Pestilenz. Wenn nun auch die Furcht allmählich schwand, so blieb die Kometenerscheinung doch völlig rätselhaft bis zum Anfang des vorigen Jahrhunderts, bis allmählich, Schritt für Schritt, sich Erklärungen an Erklärungen reihten. Heute kann das Kometenproblem in seinen wichtigsten Teilen als gelöst gelten; alles ist auf Kräfte bestimmter Wirksamkeit zurückgeführt, wenn auch das Wesen dieser Kräfte noch nicht zweifelfrei festgestellt ist.

Ein sonnenferner Komet ist im allgemeinen ein sehr unscheinbares Objekt; er erscheint als eine runde, nach der Mitte verdichtete Nebelmasse, zuweilen mit einem scharfen helleren Kern, meist jedoch ohne den letzteren, und von einem Schweife ist nichts zu bemerken. Erst mit der Annäherung an die Sonne beginnt das Charakteristische des Phänomens. Es bildet sich zunächst ein Kern aus, der zuweilen fixsternartig scharf ist; von diesem Kern entwickeln sich helle Strömungen, die zunächst auf die Sonne zu gerichtet sind, dann aber bald umbiegen, in wechselnder Form und Richtung zurückfließen und so den Kern mit einer Hülle umgeben, der sogenannten Koma. Die Koma fließt dann über den Kopf des Kometen hinüber und bildet den Schweif, der verschiedenartig gestaltet sein kann, hauptsächlich aber als ein Kegelmantel erscheint, dessen Achse gekrümmt ist. Zuweilen entstehen auch fächerartige Schweife, sogar ganz geradlinige, und es ist nicht selten, daß die verschiedenen Schweifbildungen gleichzeitig bei demselben Kometen auftreten.

Es ist das die typische Erscheinung der großen Kometen, von denen in den letzten beiden Jahrzehnten leider nur sehr wenige und in für Europa ungünstigen Stellungen aufgetreten sind. Bei den kleineren, meist nur teleskopischen Kometen verläuft die Erscheinung häufig viel einfacher, besonders wenn die Periheldistanz groß ist. Als Ausgangspunkt der Kometenschweife ist der Kern zu betrachten, aus welchem, bei gehöriger Annäherung an die Sonne, an der der Sonne zugewandten Seite Ausströmungen erfolgen, die in periodisch wechselnden Richtungen — aber im großen und ganzen immer in der Richtung auf die Sonne zu — eine kurze Strecke durchlaufen, um dann umzubiegen, den Kern in einem gewissen Abstand zu umfließen und den von der Sonne hinweggerichteten Schweif zu bilden. Dieser Schweif ist an seinem äußeren Rande stets heller als in der Mitte; wäre der ganze Raum des Schweifes mit der Ausstömungsmaterie erfüllt, so wäre die größte Schichtendicke in der Mitte, und letztere müßte am hellsten sein. Aus dem Anblicke folgt daher schon die Tatsache, daß die Ausströmungsmaterie nach ihrer Umbiegung mantelförmig verläuft und ein hohles Paraboloid oder Hyperboloid bildet. Die Schweife sind meistens gekrümmt, aber nur in der Bahnebene. Es können gleichzeitig mehrere Ausstrahlungen stattfinden; auch können sich mehrere Schweifkonoide in einander bilden. Einen klaren Einblick in diese typischen Vorgänge gewähren die von Scheiner erhaltenen, hier zum ersten Male publizierten Zeichnungen des Kopfes vom großen Kometen 1881 (Tafel XIV). Der Periheldurchgang dieses Kometen erfolgte am 16. Juni 1881; die Zeichnungen beginnen mit dem 24. Juni,

also erst nach dem Passieren der größten Sonnennähe, nach welchem erfahrungsgemäß die Schweifbildung eine stärkere als vorher ist. Die erste Zeichnung gibt den Anblick bei schwacher Vergrößerung wieder; die anderen sind bei starker Vergrößerung erhalten. Bei Zeichnungen von Kometenköpfen pflegt man gewöhnlich die Helligkeitsunterschiede behufs besserer Sichtbarkeit übertrieben darzustellen; bei der vorliegenden Serie sind sie möglichst getreu wiedergegeben. Die charakteristische Form des Konoids ist auf allen Zeichnungen, mit Ausnahme der letzten, bei welcher der Komet schon recht weit entfernt war, deutlich zu erkennen, und Juni 27, Juli 1, 3 und 4 ist auch der Kopf eines zweiten, innen gelegenen Konoids zu sehen, besonders deutlich Juni 27. Ferner befindet sich vor dem eigentlichen Kopfe eine schwache, unregelmäßig gestaltete Dunstmasse. Juni 26 fanden gleichzeitig mehrere starke, aber nur kurze Ausströmungen statt. An den anderen Beobachtungstagen ist immer nur eine kräftige Ausströmung vorhanden, deren Richtung wechselt. Juli 2 ist nur eine sehr geringe Ausströmung angedeutet, während sie Juli 3 wieder sehr stark ist. Juli 27 ist der bis dahin stets vorhandene sternartig scharfe Kern verschwunden. Den Kopf des Kometen bildet eine verwaschene Dunstmasse; der Schweif ist schon sehr schwach. Denkt man sich letzteren ganz fort, so ist das typische Aussehen eines ankommenden, noch weit von der Sonne entfernten Kometen vorhanden.

Bei manchen Kometen sind schon früher Abweichungen von der typischen Form erkannt worden, insofern als die Schweife nicht kontinuierlich vom Kopfe bis zu ihrem Verschwinden verlaufen sondern Unterbrechungen, Knoten und wellige Struktur zeigen. Über diese detaillierten Erscheinungen kann naturgemäß die photographische Aufnahme sehr viel bessere Auskunft geben, und es ist nur zu bedauern, daß seit der Vervollkommnung der zu Kometenaufnahmen geeigneten Instrumente große Kometen nicht mehr erschienen sind. Aber auch bei den schwächeren Kometen haben sich schon sehr viele interessante Resultate ergeben, die von besonderer Wichtigkeit für die Kometentheorie sind. Besser als Beschreibung lehrt dies die von Hussey gewonnene Aufnahme des Kometen Rordame-Quénisset am 13. Juli 1893 (Tafel XV). Zu dieser Aufnahme ist zu bemerken, daß, um ein scharfes Bild des Kometen zu bekommen, letzterer selbst im Leitfernrohr gehalten werden mußte, da seine Ortsveränderung eine sehr beträchtliche war; infolge der letzteren fand also eine relative Bewegung der Sterne gegen den Kometen statt, so daß sich erstere als Striche darstellen. Der Kopf selbst ist überexponiert, so daß Ausstrahlungen und Koma nicht zu erkennen sind. Der Hauptschweif zeigt wellenförmige Struktur.

Interessant sind auch die photographischen Aufnahmen des Kometen Borelly 1903, welche die Veränderungen des überhaupt nur sehr schwachen und schmalen Schweifes innerhalb 10 Tagen zeigen (Tafel XVI). Juli 24 bestand der Schweif aus zwei getrennten Teilen, deren jeder einer besonderen Ausstoßung von Materie sein Dasein verdankt. Man braucht nur einen Schritt weiter zu gehen und sich das bereits abgelöste Schweifstück stärker

vorzustellen, um zu erkennen, daß letzteres als schwächerer, selbständiger Komet einige Zeit weiter zu existieren vermöchte. In der Tat sind reelle Teilungen von Kometen in zwei, die weiterhin in zwar sehr verwandten, aber doch verschiedenen Bahnen laufen, mehrfach gesehen worden.

Im Jahre 1864 ist zum ersten Male ein Kometenspektrum beobachtet worden und zwar von Donati. Derselbe sah drei helle breite Bänder auf einem kontinuierlichen Hintergrunde. 1868 wurde von Huggins die Natur dieser drei Bänder erkannt, nämlich als dem Kohlenwasserstoffspektrum angehörig. Das Kohlenwasserstoffspektrum weist im sichtbaren Teile 5 Bänder auf, im Roth, Gelb, Grün, Blau und Violett, welche die Eigenschaft besitzen, daß sie nach Rot zu scharf begrenzt, nach Violett aber sehr verwaschen erscheinen (typisches Bänderspektrum). Es rührt dies daher, daß diese Bänder eine ganz charakteristische Linienstruktur besitzen, indem sie wesentlich aus Doppellinien bestehen, die, am weniger brechbaren Ende plötzlich beginnend, sich nach

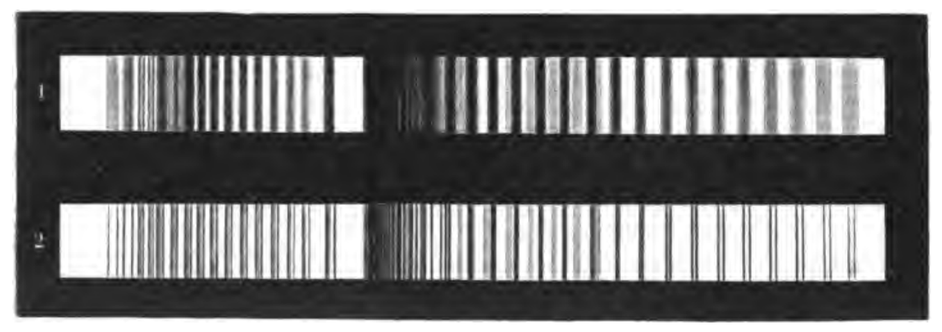


Fig. 176.

der brechbareren Seite hin in immer größeren Abständen folgen. Bei geringer Dispersion und verhältnismäßig weitem Spalt laufen die Linien in einander und erzeugen das einseitig scharf begrenzte Band; erst bei stärkerer Dispersion, wie sie bei Kometen bisher nicht anzuwenden gewesen ist, erfolgt die Auflösung in die Linien, wie dies Fig. 176 zeigt; oben ist ein noch verhältnismäßig weiter Spalt zur Anwendung gekommen, unten ein sehr enger. Bei geringer Dispersion muß demnach die scharfe Kante als die hellste Stelle des Bandes erscheinen, aber nur bei engem Spalt. Ist der Spalt weit, so entsteht ein unreines Spektrum und die Stelle der größten Helligkeit liegt nicht mehr an der Kante selbst, sondern etwas innerhalb des Bandes. Die Wellenlängen der Kanten der Bänder sind die folgenden:

I (rot)	II (gelb)	III (grün)	IV (blau)	V (violett)
6188	5635	5165	4737	4312

Von diesen Bändern sind I und V bisher nicht mit Sicherheit im Kometenspektrum gesehen worden; es ist dies einfach dadurch erklärt, daß diese Bänder schwach sind und bei Abschwächung des Kohlenwasserstoffspektrums auch im Laboratorium verschwinden. Das grüne Band ist das hellste, und in diesem Bande hat Hasselberg das zweite Linienpaar erkennen können,

was als der sicherste Beweis für die Identität der Kometenspektralbänder mit den Kohlenwasserstoffbändern zu betrachten ist.

Das Kometenspektrum zeigt indessen einen gewissen Unterschied gegenüber dem Kohlenwasserstoffspektrum. Im letzteren befindet sich, wie schon erwähnt, die größte Helligkeit an der scharfen Kante der Bänder, während sie beim Kometenspektrum mehr nach der Mitte zu liegt. Es ist schon darauf hingewiesen worden, daß diese Erscheinung bei breitem Spalt eintreten muß; sie ist aber im Kometenspektrum so deutlich ausgesprochen, daß sie nur teilweise durch die Unreinheit des Spektrums erklärt werden kann, und daß sie zu ihrem größeren Betrage als reell zu betrachten ist und in den verschiedenen Verhältnissen, unter denen der Kohlenwasserstoff in Kometen und im Laboratorium zum Glühen gelangt, begründet ist. Es ist Vogel gelungen, einen Teil des abweichenden Verhaltens durch Beimengung von Kohlenoxydgas zum Kohlenwasserstoff zu erklären. Das Kohlenoxydgas liefert ein dem Kohlenwasserstoff ähnliches, ebenfalls aus nach Violett zu abnehmenden Bändern bestehendes Spektrum. Die Wellenlängen der stärkeren Bänder des Kohlenoxyds sind die folgenden: λ 6623, 6079, 5608, 5198, 4834, 4510 und 4210. Wie man sieht, fallen die Bänder λ 5608, 5198 nahe mit den gelben und grünen Kohlenwasserstoffbändern zusammen und ein schwächeres Band bei λ 4698 nahe mit dem blauen, so daß in dem Spektrum der Mischung der beiden Gase eine teilweise Übereinanderlagerung dieser Bänder stattfindet, wodurch beim gelben und blauen Band eine Verlegung des Intensitätsmaximums in dem geforderten Sinne stattfindet. Besonders deutlich zeigt sich dies, wenn ein in einer Geißlerschen Röhre in einem seitlichen Ansatz befindliches Stückchen Meteorstein erhitzt wird; die hierbei frei werdenden Gase bestehen hauptsächlich aus Kohlenwasserstoff und Kohlenoxyd, wie dies bei dem nahen Zusammenhange zwischen Kometen und Meteoren leicht erklärlich ist. Wird eine solche Geißlersche Röhre durch den elektrischen Funken zum Leuchten gebracht, so liefert sie ein gemischtes Kohlenwasserstoff-Kohlenoxydspektrum, in welchem unter gewissen Umständen ersteres stark überwiegt, aber modifiziert erscheint. Die Bänder im Rot und Violett werden auffallend schwach, im gelben Band liegt das Intensitätsmaximum mehr nach der Mitte zu, im blauen liegt es fast ganz in der Mitte. Im grünen Band findet eine solche Verlegung der Intensität nicht statt, sondern es erhält nur einen schwachen Ansatz nach dem Rot zu.

In welcher Weise die Änderung des Spektrums vor sich geht, und welche Annäherung dadurch an das Kometenspektrum erreicht wird, ist in Fig. 177 zu erkennen.

Auf ganz anderem Wege ist Hasselberg zu einem entsprechenden Resultat gelangt. Es ist anzunehmen, daß die in den Kometen befindlichen Gase unter einem sehr geringen Druck stehen, und daß ihr Leuchten bei einer sehr niedrigen äußeren Temperatur stattfindet. Diesen Verhältnissen hat sich Hasselberg dadurch zu nähern versucht, daß er stark verdünnten Kohlenwasserstoff in Geißlerschen Röhren nicht durch den direkten Durchgang des

elektrischen Funkens zum Leuchten brachte, sondern die Entladungen einer eingeschalteten Funkenstrecke auf einen Stanniolbelag der elektrodenlosen Röhre wirken ließ, wobei das Gas ebenfalls leuchtete, aber nach der Annahme Hasselbergs bei wesentlich geringerer Temperatur, wie sich dadurch ergab, daß bei dieser Anordnung die Erwärmung der Röhre nur sehr gering war. Hasselberg hat also damals schon eine Anordnung getroffen, welche Hertzsche elektrische Wellen erzeugte, ohne deren Existenz zu kennen. Das Kohlenwasserstoffspektrum erscheint unter diesen Umständen stark modifiziert, indem das violette Band nur sehr schwach auftritt, während das blaue Band relativ heller wird. Gleichzeitig liegt die größte Intensität in dem blauen Band nicht mehr an der Kante, sondern sie ist nach Violett zu verschoben, und dasselbe ist in geringerem Maße bei dem gelben Band der Fall; aber auch hier zeigt das hellste grüne Band keine Veränderung. Hasselberg hat auch auf theoretischem Wege die Möglichkeit ableiten können, daß eine Verschiebung der Lage des Intensitätsmaximums

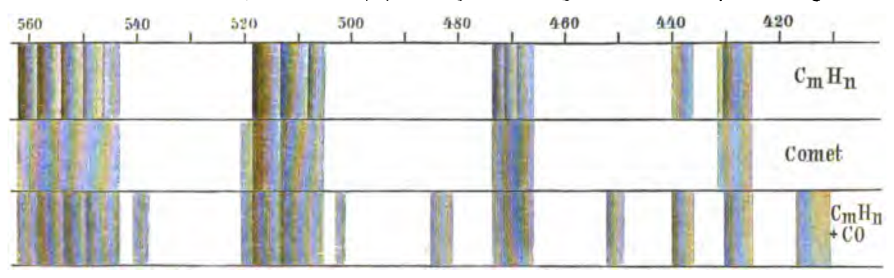


Fig. 177.

infolge von Temperaturveränderungen eintreten kann, nämlich dann, wenn das Emissionsvermögen zweier Stellen eines solchen Bandes sich in verschiedener Weise mit der Temperatur ändert. Bezeichnen wir das Emissionsvermögen der Kante eines Bandes mit E_k, dasjenige der Mitte mit E_m, wobei also unter gewöhnlichen Verhältnissen $E_k > E_m$ ist, nehmen wir ferner an, daß mit sinkender Temperatur E_k wesentlich schneller abnehme als E_m, so wird bei irgend einer tieferen Temperatur $E_k = E_m$ und bei weiterem Sinken der Temperatur schließlich $E_k > E_m$ werden.

Daß das grüne Band keine Veränderung zeigt, läßt auch in der Hasselbergschen Erklärung eine Lücke, obgleich es ja denkbar ist, daß bei einer noch weiteren Verfolgung des eingeschlagenen Weges auch schließlich Veränderungen in diesem Band eintreten können. Jedenfalls ist es durch die beiden angegebenen Methoden gelungen, eine beträchtliche Annäherung an das Kometenspektrum zu erzielen, und es ist sehr wahrscheinlich, daß in den Kometenspektren beide Ursachen maßgebend sind.

Es ist übrigens zu bemerken, daß die anormale Lichtverteilung in den Kohlenwasserstoffbändern der Kometen durchaus nicht immer dieselbe ist; sogar bei ein und demselben Kometen treten zeitliche Veränderungen auf. Besonders deutlich ist das bei dem Swiftschen Kometen des Jahres 1892

der Fall gewesen, wie das Fig. 178 zeigt, nach Zeichnungen von Campbell, wo auch Lagenveränderungen der scharfen Kanten der Bänder zu erkennen sind. Bei den sechs letzten Zeichnungen ist der Raumersparnis halber nur die obere Hälfte des Spektrums wiedergegeben.

Die Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums der Kometen im Verhältnis zu den Kohlenwasserstoffbändern ist bei den verschiedenen Kometen sehr

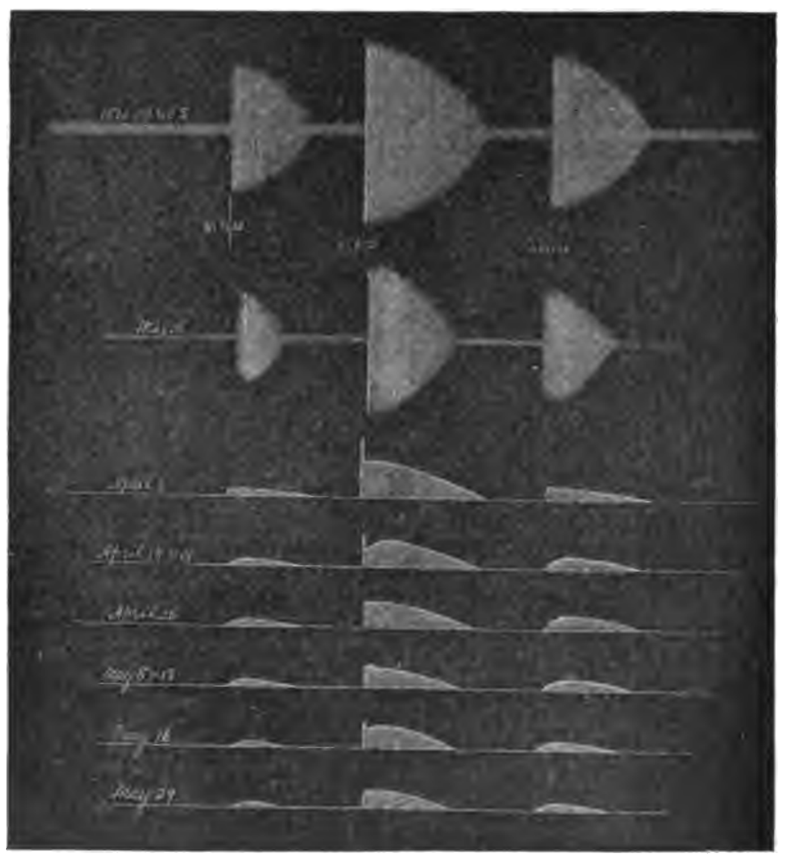


Fig. 178.

verschieden und wechselt auch bei ein und demselben Kometen je nach der Entfernung von der Sonne, aber keineswegs regelmäßig, sondern häufig in starken Sprüngen. Das kontinuierliche Spektrum rührt ganz oder wenigstens zu einem größeren Teil von reflektiertem Sonnenlicht her. Wegen der bei optischer Beobachtung notwendigen großen Spaltweite sind Fraunhofersche Linien, die bei reflektiertem Sonnenlicht vorhanden sein müssen, nicht erkennbar; wohl aber ist es Huggins gelungen, von den Kometen der Jahre 1881 und 1882 Spektralaufnahmen zu erhalten, welche Fraunhofersche Linien zeigen. Auch die bisherigen, allerdings recht spärlichen Polarisationsbeob-

achtungen verraten die Existenz von reflektiertem Licht, wenn es auch nicht möglich ist, hieraus zu entscheiden, welcher Betrag vom Gesamtlicht dem reflektierten zukommt, da ja bei der Reflexion immer nur ein Teilbetrag des reflektierten Lichts polarisiert wird.

Während in den meisten Fällen das Kometenspektrum sich so, wie bis jetzt beschrieben, verhält, treten bei großen Kometen und beträchtlicher Annäherung an die Sonne noch die Spektra anderer Elemente auf. Zum ersten Male wurde dies bei dem Wellsschen Kometen des Jahres 1882 gleichzeitig von mehreren Beobachtern (Vogel, Dunér, Bredichin) beobachtet; im Spektrum erschien eine helle gelbe Linie, die mit der Natriumlinie identisch war, wie besonders durch die Trennung dieser Linie in die zwei Komponenten bewiesen wurde. Das Leuchten des Natriumdampfes war ein so intensives, daß bei weit geöffnetem Spalt der Kopf des Kometen im Natriumlicht seiner Form nach erkannt werden konnte, ähnlich wie eine Sonnenprotuberanz zu beobachten ist. Die Erscheinung war im Perihel am intensivsten; die Entfernung des Kometen von der Sonne betrug zu dieser Zeit 0,06 oder 9000000 km. Es ist nun sehr bemerkenswert, daß bei diesem Kometen das kontinuierliche Spektrum auffallend hell gegenüber den Kohlenwasserstoffbändern war, und daß letztere immer schwächer wurden, je heller die Natriumlinie erschien. Dasselbe Phänomen war bei dem großen Septemberkometen desselben Jahres zu beobachten; auch hier war eine deutliche Abhängigkeit der Intensität des Kohlenwasserstoffspektrums vom Natriumspektrum zu konstatieren, in Übereinstimmung mit den entsprechenden Versuchen im Laboratorium. Befindet sich in einer Geißlerschen Röhre Kohlenwasserstoff und eine kleine Menge metallischen Natriums, so verschwindet beim Erhitzen des Natriums das Kohlenwasserstoffspektrum gänzlich neben der intensiv auftretenden Natriumlinie. Je nach den Versuchsbedingungen, besonders je nach der Art der Leuchterzeugung, treten Verschiedenheiten im gegenseitigen Verhalten der beiden Spektra auf; es wird behauptet, daß die gegenseitige Abhängigkeit nur vorhanden ist, wenn das Leuchten der Gase durch den elektrischen Strom erzeugt wird, nicht aber durch Verbrennung in einer Flamme, in der beide Spektra neben einander bestehen bleiben, und es wird darauf aufmerksam gemacht, daß hierdurch ein Hinweis auf die elektrische Ursache des Leuchtens der Kometengase gegeben sei; es scheinen aber diese Verhältnisse noch nicht recht geklärt zu sein.

Der große Septemberkomet des Jahres 1882 ist der Sonne außerordentlich nahe gekommen, auf weniger als 500000 km. Kurz nach dem Passieren des Perihels wurden von Copeland und J. G. Lohse außer der Natriumlinie noch fünf andere helle Linien im Gelb und Grün beobachtet, welche dem Eisenspektrum angehörten. Da die Strahlung der Sonne in dieser Nähe durchaus ausreicht, um Eisen zum Verdampfen zu bringen, so ist diese Beobachtung an sich verständlich; immerhin aber muß es merkwürdig erscheinen, daß nicht die Linien der leichter zu verflüchtigenden Metalle, wie Kalzium, Magnesium usw., bemerkt worden sind, deren Gegenwart doch

auch sehr wahrscheinlich ist bei dem nahen Zusammenhange zwischen Kometen und Meteoren.

Die komplizierten und wechselnden Erscheinungen im Kometenkopfe und im Spektrum desselben müssen sich auch in der Helligkeit der Kometen äußern, und es ist daher von vornherein nicht anzunehmen, daß photometrische Beobachtungen streng gesetzmäßige Helligkeitsänderungen bei Kometen ergeben werden. Es kommt noch ein besonders erschwerender Umstand hinzu, der geeignet ist, in vielen Fällen Helligkeitsmessungen an Kometen ganz illusorisch zu machen; es ist das der Zweifel, der häufig bestehen bleibt, ob sich die Helligkeitsangaben auf den Kern des Kometen oder auf den ganzen Kopf beziehen, und ob Gesamthelligkeit oder Flächenhelligkeit beobachtet ist. Wird ein Komet mit bloßem Auge oder bei sehr schwacher Vergrößerung im Kometensucher beobachtet, so wird häufig der ganze Kopf von so geringer Ausdehnung erscheinen, daß nur das Gesamtlicht gemessen oder taxiert werden kann. In einem größeren Fernrohr aber zeigt vielleicht derselbe Komet einen sternartigen Kern, dessen Helligkeit mit der eines Fixsterns zu vergleichen ist, während man über die Gesamthelligkeit des Kopfes keine Angaben machen, sondern nur dessen Flächenhelligkeit beurteilen kann. So ist es möglich, daß ein Komet mit bloßem Auge gut sichtbar ist, also heller als 5. Größe angegeben wird, während gleichzeitig ein Beobachter am Fernrohr seine Helligkeit, d. h. in diesem Falle diejenige des Kerns, als 8. Größe bezeichnet. Bei großer Sonnenweite ist häufig kein Kern zu sehen, der erst später auftritt; wie sollen in diesem Falle die früheren mit den späteren Beobachtungen in Verbindung gebracht werden? Weiter kommt hinzu, daß die Ausströmungen meist plötzlich eintreten oder wechseln, so daß das Eigenlicht des Kometen an sich starken Variationen unterworfen ist, die durchaus nicht als stetige Funktionen der Entfernung von der Sonne aufzufassen sind.

Wenn bei einem neu entdeckten Kometen die Bahnberechnung erfolgt ist, so daß darauf hin eine Ephemeride berechnet werden kann, so sind hierdurch die Entfernungen des Kometen von Sonne und Erde im voraus zu bestimmen; es läßt sich unter Benutzung der Anfangshelligkeit ermitteln, welche Gesamthelligkeit und welche Flächenhelligkeit zu den verschiedenen Zeiten vorhanden sind. Da die Flächenhelligkeit allein von der Beleuchtung abhängt, also von der Entfernung von der Sonne, so ist sie einfach proportional der Größe $\frac{1}{r^2}$, wenn r die Entfernung des Kometen von der Sonne bedeutet; die Entfernung der Erde ist hierbei gleichgültig. Die Gesamthelligkeit ist dagegen von letzterer abhängig und kann demnach ausgedrückt werden durch $\frac{1}{r^2 \Delta^2}$, wenn Δ die Entfernung des Kometen von der Erde darstellt. Dafür, wie sich nun in Wirklichkeit die Verhältnisse abspielen, hat Müller ein instruktives Beispiel gegeben an dem Kometen von 1874 III, dessen Helligkeit von Schmidt auf dreifache Art beobachtet worden ist, nämlich am Fernrohr mit starker und mit schwacher Vergrößerung und ferner mit bloßem Auge.

Datum 1874	Größenschätzungen starke Vergrößerung	schwache Vergrößerung	mit freiem Auge	Berechnete Helligkeit $\frac{1}{r^2\Delta^2}$	$\frac{1}{r^2}$
Juni 1.	10,0	8,0	6,5	10,0	10,0
„ 11.	10,0	8,0	5,2	9,3	9,7
„ 17.	9,0	7,5	4,6	8,9	9,5
„ 18.	9,0	7,7	4,5	8,8	9,5
„ 20.	8,0	7,0	4,5	8,7	9,4
„ 22.	8,5	7,2	4,2	8,5	9,4
„ 24.	8,0	6,8	4,0	8,4	9,3
„ 27.	9,0	7,0	4,0	8,1	9,3
„ 30.	8,5	7,2	3,5	7,8	9,2
Juli 2.	7,5	6,7	3,2	7,7	9,2
„ 4.	7,5	6,0	3,0	7,5	9,2
„ 6.	7,5	6,7	2,9	7,3	9,2
„ 8.	7,0	6,0	2,5	7,1	9,1
„ 10.	7,5	5,5	1,9	6,9	9,1
„ 12.	7,0	5,0	1,5	6,7	9,2
„ 13.	6,5	4,7	1,5	6,6	9,2

Wie man sieht, stimmen die bei starker Vergrößerung angestellten Beobachtungen, also die Taxierungen der punktförmigen Helligkeit, mit den nach der Formel $\frac{1}{r^2\Delta^2}$ berechneten einigermaßen überein. Die mit freiem Auge beobachtete Helligkeit ist am 13. Juli um volle 5 Größenklassen größer als jene; soviel macht also das Gesamtlicht des Kopfes gegenüber demjenigen des Kerns aus.

Eine eigentümliche Erscheinung hat der Komet von 1862 II nach den Schmidtschen Beobachtungen gezeigt. Die Helligkeitskurve verläuft nicht glatt, sondern ist wellenförmig; die Periode dieser Wellen beträgt 2,7 Tage. Der Helligkeitsunterschied zwischen den Maximis und Minimis war wechselnd, erreichte aber bis zu 4 Größenklassen. Es war deutlich zu erkennen, daß diese Helligkeitsschwankungen in Zusammenhang standen mit den pendelnden Bewegungen der Ausströmungen. Die Maxima der Helligkeit traten ein, wenn die Ausströmung den größten Winkel mit der Schweifachse bildete; die Minima fielen mit den kleinsten Winkeln zusammen.

Der Komet von 1884 I zeigte am 1. Januar eine plötzliche Änderung seines Aussehens, indem an Stelle des fixsternartigen Kerns eine Scheibe von mehreren Sekunden Durchmesser trat; das kontinuierliche Spektrum erschien gleichzeitig auffallend hell gegenüber den Kohlenwasserstoffbändern, deren absolute Helligkeit nicht vermehrt war. Die Erscheinung verlief innerhalb weniger Stunden und bewirkte in der Gesamthelligkeit des Kometen eine Vermehrung um 1,3 Größenklassen. Diese Beobachtung ist insofern noch interessant, als sie zu lehren scheint, daß die plötzliche Vermehrung der Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums wohl dem Eigenlicht des Kometen zuzuschreiben ist; indessen ist es denkbar, daß sie auch durch die Vergrößerung des Kerns entstanden sei. Es läßt sich durch die Beobachtungen nicht

mit Sicherheit entscheiden, ob Vermehrung der Gesamthelligkeit des kontinuierlichen Spektrums oder seiner Flächenintensität eingetreten ist.

Bis zu welchem enormen Betrage sich die Helligkeit eines Kometen steigern kann, lehrt der Komet von 1882, der der Sonne sehr nahe kam (0,02) und am hellen Tage im Fernrohr unmittelbar bis zu seinem Eintritt in die Sonnenscheibe leicht beobachtet werden konnte. Ein Beispiel, wie auch bei großer Entfernung von der Sonne starke Helligkeitsänderungen eintreten können, bietet der periodische Komet Brooks (1889 VI), der bei seiner Erscheinung im Jahre 1903 für den großen Refraktor der Lick-Sternwarte am 24. Oktober verschwand, am 10. Dezember aber wieder gut sichtbar war, da sich in der verschwommenen Nebelmasse inzwischen ein sternartiger Kern entwickelt hatte.

Wenden wir uns zur Erklärung der an den Kometen beobachteten Erscheinungen, so ist die Grundlage jeder Theorie unmittelbar durch die direkten Beobachtungen gegeben: Die Materie der Kometen ist wie jede andere der Schwerkraft unterworfen, so daß jeder Komet einen Kegelschnitt um die Sonne beschreibt, der durch die Anziehung der Planeten mehr oder weniger starke Modifikationen oder Störungen erleidet. Unter dem Einflusse der Sonnenstrahlung entwickeln sich aus der Materie des Kerns Gase, die sich zunächst ungefähr auf die Sonne zu ausbreiten, dann aber einer Kraftwirkung ausgesetzt sind, welche, umgekehrt wie die Schwererichtung, von der Sonne weggerichtet ist. Diese ausgestoßene Materie unterliegt dann der vereinigten Wirkung ihrer ursprünglichen Bahnbewegung und der von der Sonne ausgehenden „Repulsivkraft“ und bildet den Schweif, der stets in der Bahnebene des Kometen liegt. Das ist die Grundlage der Kometentheorien, die, von Olbers und Bessel begründet, die Schweiferscheinungen bereits recht gut darstellen konnten, ohne bestimmte Voraussetzungen über das Wesen der Repulsivkraft zu machen. Erst in der Theorie von Zöllner wurde die Repulsivkraft als eine elektrische Abstoßung aufgefaßt. Bredichin gebührt nun das Verdienst, diese Theorien bis in ihre feinsten Details ausgebaut und entwickelt und das ganze Problem einer exakten numerischen Berechnung zugänglich gemacht zu haben. Es gelingt hiernach nicht bloß, die beobachteten Schweifbildungen dieser Theorie anzupassen, sondern es lassen sich die letzteren bei einem neu entdeckten Kometen, sobald dessen Bahn bestimmt ist, im voraus berechnen mit einer Einschränkung, die weiter unten klargestellt werden muß.

Über die Mechanik der Ausströmungen, bei welchen das Hin- und Herpendeln besonders charakteristisch ist, hat bereits Bessel eine Erklärung gegeben. Jede derartige Ausströmung muß natürlich eine Rückwirkung auf den Kern ausüben, die aber bei der sicherlich sehr geringen Masse der Ausströmung und der nicht allzu großen Geschwindigkeit, welche Bessel beim Halleyschen Kometen zu 1^{km} in der Sekunde fand, nicht so stark zu sein braucht, daß dadurch die ganze Kernmasse um einen beobachtbaren Betrag aus ihrer Bahn gelenkt würde. Findet nun die Ausströmung nicht ganz genau in der Verbindungslinie zwischen Mittelpunkt des Kerns und Sonne

statt, so entsteht durch den Reaktionsdruck eine kleine seitliche Komponente, die eine drehende Bewegung des Kerns resp. eine Verschiebung der leicht beweglichen Oberflächenteilchen des Kerns bewirkt; dadurch wird dieser Teil der senkrechten Bestrahlung entzogen, und die Ausströmungskraft wird geringer und damit auch wieder der Reaktionsdruck, so daß die Teilchen bestrebt sind, sich in die ursprüngliche Gleichgewichtslage zu begeben, über welche sie aber infolge ihrer Trägheit hinübergehen; durch Wiederholung desselben Vorgangs entsteht eine pendelnde Bewegung. Zöllner hat zur experimentellen Erläuterung dieses Vorgangs den folgenden Apparat konstruiert. Eine mit einer Kugel am unteren Ende versehene Glasröhre, die am oberen Ende eine seitliche Öffnung hat, ist in ihrer Mitte beweglich aufgehängt, so daß sie pendelnde Bewegungen ausführen kann. Die Kugel enthält Wasser, welches durch eine senkrecht darunter befindliche Flamme zum Sieden erhitzt wird. Sobald nun aus der oberen Öffnung der Dampf ausströmt, wird durch den Reaktionsdruck das Rohr nach der entgegengesetzten Richtung aus seiner Gleichgewichtslage gebracht; dadurch wird aber die Kugel nicht mehr von der Flamme umspült, der Dampfdruck und die Ausströmungsgeschwindigkeit, also auch der Reaktionsdruck, lassen nach; das Rohr kehrt in die Gleichgewichtslage zurück und pendelt sogar infolge der Trägheit darüber hinaus. Beim Passieren der Flamme wird aber die Dampfausströmung wieder stärker, und das Spiel wiederholt sich von neuem, so daß das Rohr ständig hin- und herpendelt.

Bredichin fand nun durch die Berechnung der verschiedensten Kometenschweife, daß trotz aller scheinbaren Kompliziertheit sich sämtliche Schweife in drei Typen zusammenfassen lassen, und daß jeder dieser Typen allein durch die Stärke der Repulsivkraft bedingt ist und durch nichts anderes. Bezeichnet man die Anziehungskraft der Sonne für einen in Frage tretenden Punkt der Kometenbahn mit 1, so ist die Repulsivkraft beim Typus I 18 mal so groß, beim Typus II schwankt sie zwischen 2,5 und 0,5 und kann im Mittel zu 1,1 angenommen werden, ist also nur sehr wenig stärker als die Anziehungskraft. Beim Typus III ist die Repulsivkraft schon sehr gering und liegt zwischen 0,3 und 0,1. Um kein Mißverständnis aufkommen zu lassen, muß hier bemerkt werden, daß die als 1 bezeichnete Anziehungskraft sich ständig verändert, sie nimmt ja bekanntlich mit der Annäherung an die Sonne quadratisch zu, mit der Entfernung quadratisch ab. In genau der entsprechenden Weise ändert sich auch die Repulsivkraft, so daß die Verhältnisse zwischen beiden Kräften, wie sie die Typen charakterisieren, stets konstant bleiben, an welchem Punkte seiner Bahn sich auch der Komet befinden mag. Nach diesem Gesetze lassen sich alle Schweifformen berechnen und auch, wie schon bemerkt, im voraus angeben. Nun aber gibt es Kometen, welche alle drei Arten von Schweifen bilden, andere die nur zwei Arten, und schließlich solche, die nur einen Typus entwickeln, und man kann nicht im voraus wissen, wie sich ein Komet in bezug hierauf verhalten wird. Man muß also für die verschiedenen Punkte seiner

Bahn die Schweife aller drei Typen berechnen, und die wirkliche Erscheinung muß dann später mindestens einer dieser Berechnungen entsprechen.

Die Berechnungsmethode kann hier nicht näher beleuchtet werden, wohl aber läßt sich die typische Form der Schweife nach Maßgabe der Repulsivkräfte leicht ohne Berechnung ableiten. Beim Typus I ist die abstoßende Kraft 18 mal stärker als die Anziehung, d. h. die letztere spielt der ersteren gegenüber überhaupt kaum eine Rolle. Die abgestoßenen Teilchen werden mit großer Geschwindigkeit über den Kopf hinübergetrieben und bilden einen sehr dünnen Schweif, der von einer geraden Linie nur wenig abweichen kann und sehr nahe in der Verlängerung der Richtung Sonne — Komet liegen wird. Diese Art der Schweife, die übrigens meistens nicht sehr hell sind, ist bei den meisten großen Kometen beobachtet worden.

Beim Typus II ist die abstoßende Kraft im Mittel nur wenig größer als die anziehende. Wären beide einander genau gleich, so würde ein abgestoßenes Teilchen gänzlich unabhängig von der Sonne sein, also eine geradlinige Bewegung besitzen, deren Richtung und Stärke allein von der Richtung und Kraft der Ausströmung und von der im Moment der Abstoßung vorhandenen Bahngeschwindigkeit und der Richtung der Tangente an der Kometenbahn abhängt. Da eine genaue Übereinstimmung aber nicht vorhanden sein wird, so werden im allgemeinen die Teilchen keine gerade Linie beschreiben. Die Schweife des II. Typus bilden die auffälligste Erscheinung bei den großen Kometen; sie sind bogenförmig von der Richtung des betreffenden Bahnradius (Radius vector) abgelenkt, breit und häufig sehr hell, aber meistens kürzer als die Schweife des Typus I.

Beim Typus III ist die abstoßende Kraft klein im Verhältnis zur Anziehungskraft, letztere wird also nur geschwächt. Die entstehenden Schweife sind schwach und kurz, aber breit und sind vom Radius vector nach der Seite hin abgelenkt, von welcher der Komet kommt. Sie werden nur bei großen Kometen in Verbindung mit Schweifen der anderen Typen beobachtet.

Außer diesen drei Typen kennt Bredichin noch einen sogenannten „anormalen Schweif", der aus einer hellen, auf die Sonne gerichteten Ausströmung besteht, die nicht umkehrt, also nicht der Repulsivkraft unterworfen ist.

Es ist nun bemerkenswert, daß die den verschiedenen Repulsivkräften entsprechenden Schweifteilchen auch in bezug auf ihre Ausströmungsgeschwindigkeit bereits charakterisiert sind. Beim Typus I beträgt diese Geschwindigkeit im Durchschnitt $6\frac{1}{2}^{km}$ in der Sekunde, beim Typus II $1\frac{1}{2}^{km}$ und bei III nur 0,3 bis $0{,}6^{km}$.

Es tritt nun die Frage heran, was man sich unter einer Repulsivkraft vorzustellen hat, welche die merkwürdige Eigenschaft besitzt, gleichzeitig an demselben Punkte in ganz verschiedener Stärke zu wirken. Die Antwort hierauf hat bereits Zöllner gegeben, daß nämlich die elektrische Abstoßung auf Gase umgekehrt proportional dem Molekulargewicht wirke. Unter der Voraussetzung also, daß der Kometenkern Gase aussende — und das ist ja für den Kohlenwasserstoff durch das Spektroskop mit Sicherheit nachgewiesen —,

bedarf es bloß noch der Annahme, daß die Repulsivkraft eine elektrische Abstoßung von seiten der Sonne sei, um die Möglichkeit des Vorhandenseins der drei Schweiftypen klarzulegen, und Bredichin hat in der folgenden Zusammenstellung die in Frage tretenden Gase angegeben.

Typus	Abstoß. Kraft	Verhältnis zu Typus I	Gase und Atomgewicht	
I	18	1	Wasserstoff	1
II	2,2	8	Sumpfgas	8
			Äthylen	13
			Stickstoff	14
	1,1	17	$C_2 H_4$	14
			$C_2 H_6$	15
	0,5	35	Natrium	23
III	0,3	58	Cyanwasserstoff	27
			Eisen	56
	0,2	88	Kupfer	64
			Silber	108
	0,1	197	Gold	197

Hiernach nimmt Bredichin an, daß die Schweife des I. Typus aus Wasserstoff bestehen, diejenigen des II. aus Kohlenwasserstoffen und eventuell leichten Metallen und die des III. Typus aus den Dämpfen schwerer Metalle. Der anormale Schweif würde überhaupt nicht aus Gasen bestehen, sondern aus kleinen festen oder flüssigen Partikeln, auf welche die elektrische Abstoßung nicht merklich ist. Für die Richtigkeit dieser Anschauung sprechen zahlreiche Beobachtungen. Die Schweife des II. Typus sind die kräftigsten und hellsten; daß sie wesentlich aus Kohlenwasserstoffen bestehen, ist durch das Spektroskop unzweideutig nachgewiesen. Daß niemals in einem Kometen das Wasserstoffspektrum beobachtet worden ist, braucht nicht im Widerspruch mit dem Bredichinschen Resultat zu stehen, da die Schweife des I. Typus immer sehr schwach sind. Nachdem nun bei sonnennahen Kometen sogar das Vorhandensein von Natrium- und Eisendampf nachgewiesen worden ist, ist auch die Bildung der Schweife vom III. Typus plausibel gemacht.

Es ist nun von besonderer Wichtigkeit, daß die Bredichinsche Theorie nicht nur, wie gezeigt, die typischen Erscheinungen der Kometenschweife darzustellen vermag, sondern auch spezielle und abweichende Eigentümlichkeiten, wovon hier einige Beispiele, die einer Zusammenstellung von Pokrowski entnommen sind, gegeben werden mögen.

Im Schweif des großen Kometen von 1882 wurden nach dessen Periheldurchgang zwei Verdichtungen von faseriger Struktur bemerkt, deren Örter am Himmel längere Zeit hindurch hauptsächlich von Schmidt bestimmt wurden. Hiernach hat Bredichin die Bahn dieser Anhäufungen berechnet, die sich als eine Hyperbel erwies, in welcher sich die ersteren mit ungefähr 45 km Geschwindigkeit bewegten. Als Zeitpunkt der Abtrennung dieser Anhäufungen von dem Kometenkopfe wurde der 18. September, wenige Stunden nach dem Periheldurchgang, gefunden, mithin der Moment, wo die

schon oben erwähnte spektroskopische Beobachtung der hellen Natrium- und Eisenlinien gemacht wurde. Es ging zu dieser Zeit also infolge der großen Annäherung an die Sonne eine gewaltsame Katastrophe im Kometenkopfe vor sich, die zu einer plötzlichen Ablösung einer größeren Menge von Materie führte.

Ähnliche losgelöste Verdichtungen zeigt auch die Aufnahme des Kometen von 1893 (Tafel XV); außerdem ist aber hier eine wellenförmige Struktur des Schweifes nahe beim Kopfe unverkennbar. Dieselbe wird nach Bredichin durch die Schwingungen einer Ausströmung bedingt. Nach ihren beobachteten Dimensionen erlaubt die Theorie, die Geschwindigkeit der Verschiebung der Teilchen und die Periode der Ausströmungsschwingungen zu berechnen. Die Ausströmung verschiedener Stoffe erfolgt nun mit verschiedener Geschwindigkeit; bei Ausströmungsschwingungen bildet sich dann für jeden Stoff eine besondere wellige Linie, und an den Durchschnittspunkten dieser Linien entstehen naturgemäß Knoten, wie sie ebenfalls häufig beobachtet sind.

Eine besondere Eigentümlichkeit zeigte der Komet 1893 insofern, als mehrere Verdichtungen seines Schweifes sich mit der überaus hohen Geschwindigkeit von 96^{km} in der Sekunde fortbewegten, woraus der Wert der Repulsivkraft zu 36 resultiert, also doppelt so groß als sonst bei den Schweifen des I. Typus. Das entsprechende Gas müßte also das halbe Atomgewicht des Wasserstoffs haben, oder man müßte umgekehrt dieses Gas als Wasserstoff annehmen und dem gewöhnlich beim ersten Typus auftretenden das doppelte Atomgewicht zuschreiben und als ein bisher unbekanntes Gas betrachten; bei der Gruppierung der übrigen Elemente sollen sich die Zahlen für die schweren Elemente des III. Typus durch diese Änderung noch etwas günstiger gestalten.

Die Frage nach dem Auftreten des Heliums in den Kometenschweifen muß zunächst noch als eine offene gelten; denn der Umstand, daß bei dem großen Kometen von 1811 die äußere, den Kopf umgebende Hülle eine sehr bestimmte gelbliche Farbe hatte (nach Herschel), dürfte wohl nicht als beweisend zu betrachten sein, da die gelbliche Färbung viel wahrscheinlicher dem Natriumdampf zu verdanken gewesen sein wird.

Das Wesentliche der Bredichinschen Theorie besteht darin, daß tatsächlich Materie vom Kopf abgestoßen wird und, in besonderen Bahnen laufend, den Schweif bildet, wobei die verschiedenen Teile des Schweifes sich zu verschiedenen Zeiten vom Kern getrennt haben. Es folgt hieraus, daß die Schweifmaterie für den Kometen unwiederbringlich verloren geht. Wenn der Zustand dieser Materie auch sicherlich ein äußerst verdünnter ist — es ist bisher nicht gelungen, bei der Bedeckung eines Fixsterns sogar durch den Kopf eines Kometen, Spuren einer Refraktion oder einer Absorption nachzuweisen —, so sind die Schweife doch häufig viele Millionen von Kilometern lang, und sie sind einer steten Neubildung unterworfen, ähnlich der von einem Schornstein ausgehenden Rauchwolke, so daß doch die Masse

der ausgestoßenen Materie im Verhältnis zur ganzen Kometenmasse immerhin merklich sein kann. Der Rauminhalt von Kometenschweifen ist tatsächlich oft ganz enorm.

Der Komet 1903c (Borelly) ist als ein Komet mittlerer Größe zu betrachten; er war dem bloßen Auge sichtbar, ohne aber ein auffallendes Objekt zu bilden. Seine Schweiflänge erreichte ungefähr 10°; aber am 24. Juli hatte sich eine besondere Masse losgerissen, deren Länge etwas über 0,5° und deren Breite ungefähr 0,25° betrug. Unter der Voraussetzung, daß die Dicke dieser Abzweigung gleich ihrer Breite gewesen ist, ergibt sich ein Inhalt von 26000 Billionen Kubikkilometer oder das 25000fache des Erdvolumens, da der Komet damals 53 Millionen Kilometer von der Erde entfernt war. Berechnet man die Inhalte von Schweifen der großen Kometen, auch unter Abrechnung des inneren Hohlraumes, so kommt man zu ganz unvorstellbar hohen Zahlen. Die periodischen Kometen scheinen einen weiteren Beweis für die materiellen Verluste bei der Schweifbildung zu liefern, insofern als die letztere bei einer neuen Erscheinung meist sehr unerheblich ist.

Als Ursache der elektrischen Abstoßung oder der Repulsivkraft genügt eine elektrostatische Ladung der Sonne, die nach Zöllners Berechnung durchaus nicht stark zu sein braucht. Die sämtlichen Erscheinungen an Kometen sind damit auf den einfachsten Fall der elektrischen Abstoßung eines isoliert aufgehängten Markkügelchens durch die geriebene Siegellackstange zurückgeführt.

Wenn wir nun auch sonstige bestimmte und unzweideutige Äußerungen einer elektrostatischen Ladung der Sonne nicht kennen, so würde vielleicht umgekehrt die erstaunliche Übereinstimmung der Bredichinschen Theorie mit den beobachteten Erscheinungen an den Kometen genügen, auf das Vorhandensein einer solchen Ladung zu schließen. Die selbständige Lichtaussendung der Kometengase in Entfernungen von der Sonne, in denen die Sonnenstrahlung die zum Glühen notwendige Temperatur nicht annähernd zu erzeugen vermag, scheint auch auf elektrische Vorgänge in Kometen zu deuten, doch braucht deren Ursache nicht auf der Induktion durch die Sonnenelektrizität zu beruhen, sondern kann leicht durch die inneren Vorgänge im Kometen selbst, die mit den Ausströmungen zusammenhängen, gegeben sein. Es ist bekannt, daß bei sehr tiefen äußeren Temperaturen viele Stoffe ein phosphoreszierendes Leuchten zeigen, an welches man auch bei den Kometen denken könnte (siehe Nebelflecken); es widerspricht dem aber die Tatsache, daß die Helligkeit der Kohlenwasserstoffbänder mit der Annäherung der Kometen an die Sonne zunimmt (solange nicht die Natriumlinien auftreten).

Anstatt der elektrischen Abstoßung läßt sich nun, unter Beibehaltung der Bredichinschen Theorie im übrigen, eine andere repulsive Kraft einführen, die unter der Annahme der elektromagnetischen Lichttheorie vorhanden sein muß und als Lichtdruck bezeichnet wird.

Nach den Maxwellschen Entwickelungen übt ein Lichtstrahl in sei-

Fortpflanzungsrichtung einen Druck aus, der an jeder Stelle ebenso groß ist, wie die daselbst vorhandene, auf die Volumeneinheit bezogene Strahlungsenergie. Dieser Druck ist im allgemeinen sehr klein; die Sonnenstrahlung übt auf ein Quadratmeter einer vollständig absorbierenden Fläche (schwarze Fläche) einen Druck von 0,4^{mg} aus, auf einen vollkommenen Spiegel den doppelten Druck. Das ist zwar sehr wenig, macht aber bei einigermaßen großen Körpern, wie z. B. der Erde, absolut genommen, doch recht viel aus, nämlich mindestens 5 Millionen Kilogramm; das ist allerdings, mit der Anziehung der Sonne verglichen, wieder verschwindend gering. Die experimentelle Bestätigung dieses Lichtdruckes bietet ganz außerordentliche Schwierigkeiten wegen seiner geringen Stärke und wegen der in demselben Sinne wirkenden, viel stärkeren sogenannten Crookesschen Wirkung, wie sie die bekannten Lichtmühlen zeigen. Bei letzteren, äußerst leicht beweglichen Flügelrädern in stark luftverdünnten Glasbirnen, wird die Rotation durch Konvektionsströme des sehr verdünnten Luftinhalts erzeugt, hervorgerufen durch Erwärmung der bestrahlten Flächen.

Durch Lebedew und besonders durch Nichols und Hull ist nun die experimentelle Bestätigung des theoretisch geforderten Lichtdrucks mit solcher Exaktheit erfolgt, daß ein Zweifel an seiner Existenz nicht mehr möglich ist, und gleichzeitig ist auch nachgewiesen worden, in welcher Weise das Verhältnis von Lichtdruck und allgemeiner Anziehung von der Größe der bestrahlten und angezogenen Teilchen abhängt. Die Anziehung ist abhängig von der Masse eines Körpers, oder, wenn nur Körper desselben Stoffes oder derselben Dichtigkeit betrachtet werden, vom Volumen, nimmt also mit der dritten Potenz des Durchmessers der Körper (letztere als Kugeln angenommen) ab; der Querschnitt oder die bestrahlte Fläche nimmt aber nur mit dem Quadrat des Durchmessers ab. Während also bei einer so großen Kugel, wie der Erde, der Lichtdruck im Verhältnis zur Gravitation verschwindend klein ist, muß durch fortgesetzte Verkleinerung ein Durchmesser erreicht werden, bei welchem Gravitation und Lichtdruck einander gleich sind und also das betreffende Körperchen von der Sonne weder angezogen noch abgestoßen wird, sondern ganz unabhängig von der Sonne ist; das tritt ein, wenn der Durchmesser einer Kugel vom spezifischen Gewicht 1 gleich dem Zweiundeinhalbfachen der Wellenlänge ist, bei gelbem Licht von der Wellenlänge 0,6 μ demnach bei einem Durchmesser von 1,5 μ. Wird das Körperchen noch kleiner, so überwiegt der Lichtdruck: es wird von der Sonne abgestoßen; aber dies geht keineswegs nach dem unendlich Kleinen hin weiter, sondern nach den Untersuchungen von Schwarzschild wird das Maximum der Abstoßung — 18 mal stärker als die Anziehung — erreicht bei einem Durchmesser von $\frac{1}{3}$ der Wellenlänge, also in unserem Beispiele bei 0,18 μ. Bei weiterer Verkleinerung des Körpers sinkt der Lichtdruck wieder schnell, so daß er bei einem Durchmesser von 0,12 der Wellenlänge oder 0,07 μ bereits wieder gleich der Schwerkraft ist.

Ein Überwiegen des Lichtdrucks findet also nur für kleine Körperchen

innerhalb eines recht geringen Intervalls statt. Da nun die Moleküle selbst sehr viel kleiner sind, als die hier in Betracht kommenden Körperchen, so kann von einem Einflusse des Lichtdrucks auf Gase keine Rede sein. Arrhenius hat nun die Ansicht ausgesprochen, daß der Bredichinschen Theorie nicht elektrische Repulsion zugrunde zu legen sei, sondern der Lichtdruck. Die durch den Lichtdruck in den Schweif gestoßene Materie sei daher nicht gasförmig, und die verschiedene Natur der Stoffe gehe nur im Verhältnis ihrer spezifischen Gewichte und nicht ihrer Molekulargewichte ein, hauptsächlich aber sei der Durchmesser der diskreten Teilchen maßgebend.

Es läßt sich nicht leugnen, daß die Arrhenius-Schwarzschildsche Kometentheorie die Bredichinschen materiellen Schweifbildungen durchaus zu erklären imstande ist, da die Lichtdruckkräfte, die ja noch durch Annahme geringeren spezifischen Gewichtes der einzelnen Körperchen zu vergrößern sind, mit den beobachteten Repulsivkräften im Einklange stehen. In manchen Punkten ist jedoch die Deutung schwieriger. So ist z. B. der starke Sprung in der Repulsivkraft zwischen dem I. und II. Typus unter Annahme der elektrischen Abstoßung durchaus plausibel, ja sogar notwendig, während man sich die bei der Lichtdrucktheorie notwendige Annahme eines unüberbrückten Sprungs in der Größe der Körperchen nicht recht vorstellen kann, besonders nicht, wenn man bedenkt, daß die Sonne Strahlen sehr verschiedener Wellenlänge von merklicher Energiemenge aussendet.

Die verhältnismäßig langsamen, d. h. mit planetarischen Geschwindigkeiten vor sich gehenden Bewegungen und Veränderungen in den Kometenschweifen sind der beste Beweis für die Gültigkeit der mechanischen Kometentheorie, welche die Kopf- und Schweifgebilde als reelle, materielle Objekte auffaßt. Hierdurch dürften unseres Erachtens alle diejenigen Theorien von vornherein als unzutreffend zu betrachten sein, welche die Kometenphänomene als rein elektrische oder optische Vorgänge annehmen, bei denen alle Änderungen mit Lichtgeschwindigkeit erfolgen. Es mögen hier zwei dieser Hypothesen kurz betrachtet werden. Goldstein hat auf experimentellem Wege Erscheinungen hervorgerufen, die mit den Kometenschweifen eine merkliche äußerliche Ähnlichkeit besitzen. Bei gewissen elektrischen Entladungen in sehr verdünnter Luft umgibt sich die Kathode oder der negative Pol mit einem matten Licht, und innerhalb dieses leuchtenden Raumes zeigt die Kathode gewisse abstoßende Wirkungen auf diejenigen elektrischen Strahlen, welche an der Oberfläche eines in diesen Raum gebrachten Körpers durch die darauf fallenden primären Strahlen erzeugt werden. Es entstehen dadurch gekrümmte Strahlen, welche Ähnlichkeit mit Kometenschweifen besitzen. Will man diese Experimente wirklich auf die Kometen übertragen, so müßte man annehmen, daß die Sonne der Ausgangspunkt sehr langer Büschel von Kathodenstrahlen sei, während ein Komet dem in den Kathodenraum eingeführten fremden Körper entspräche. Er würde Strahlen zeigen, welche sich von der Kathode, in diesem Falle der Sonne, abwenden, wie das die Kometenschweife tun. Die Ausströmungen und der Schweif wären alsdann

gar nicht materiell vorhanden, sondern rein optische Erscheinungen. Daß dies aber im Widerspruch mit den tatsächlich beobachteten langsamen Bewegungen steht, ist bereits oben gesagt.

Eine an sich sehr geistreiche Kometentheorie, welche die Bredichinschen Grundlagen festhält, hat Boys aufgestellt, die er aber selbst nur in sehr zurückhaltender und vorsichtiger Weise der Beachtung empfohlen hat. Derselben liegt die Auffassung zugrunde, daß die Kometenphänomene durch das Auftreten der α-Strahlen des Radiums oder allgemein radioaktiver Substanzen zu erklären seien. Schon Chamberlin hatte auf einen derartigen Zusammenhang aufmerksam gemacht, indem er annahm, daß auf den Himmelskörpern durch die Gezeitenwirkung die gravitierende Materie zerrissen würde.

Die Geschwindigkeit der α-Strahlen beträgt nach den Messungen von Rutherford $^1/_{12}$ derjenigen der Lichtgeschwindigkeit; sie sollen aus Heliumteilchen bestehen, und ihr Gewicht und ihre Größe entspricht gerade den für die Wirkung des Lichtdrucks günstigen Verhältnissen. Die Fortbewegungsgeschwindigkeit ist immerhin noch so bedeutend, daß bei einem einmaligen Umlauf um die Erde durch die Anziehung derselben eine Annäherung an die Oberfläche von nur 15 Metern stattfinden würde. Dagegen ist die elektrische Ladung, welche diese Teilchen mit sich führen, so stark, daß in einem elektrischen Feld eine merkliche Krümmung bereits auf wenige Zentimeter Weglänge entsteht. Es läßt sich hiernach berechnen, daß es nur einer geringen elektrostatischen Ladung der Sonne bedürfe, um α-Teilchen noch in der Venusentfernung in stark gekrümmte Bahnen zu zwingen, und bei einigermaßen kräftiger Ladung würden auf die Sonne zufliegende Teilchen in die umgekehrte Richtung gezwängt und mit zunehmender Geschwindigkeit fortgesendet, so daß sie einen Schweif bilden müßten. Ihre Geschwindigkeit würde in kurzer Zeit diejenige des Lichts erreichen, wenn nicht die Änderung der Eigenschaften der Materie in Frage käme, sobald eine solche Geschwindigkeit erlangt ist. So würden, entsprechend dem Verhältnis ihrer Ladung zur Masse, solche Teilchen mit ihrer Grenzgeschwindigkeit ausgesandt werden; sie würden mehr oder weniger gut begrenzte Schweife geben und doppelte, dreifache oder mehrfache, je nach der Zahl der Arten von Strahlen, welche die verschiedenen radioaktiven Substanzen zu erzeugen imstande sind. Die negativ geladenen Strahlen, welche das Radium aussenden soll, würden zur Sonne gewendete Schweife bilden, wie sie durch die anormalen Schweife in den Kometen gegeben sind.

Der Kopf oder die Koma wäre das Resultat aller der unabhängigen Bahnen, welche den Kern nach allen Richtungen verlassen — Bahnen, welche, während ihre Geschwindigkeiten noch von der Ordnung derjenigen der α-Strahlen sind, zur Sonne konvexe Hyperbeln bilden würden. Die Erklärung des Kometenspektrums wäre eine sehr einfache; denn jedes elektrisch geladene Jon, welches der Beschleunigung unterworfen ist, strahlt Energie aus resp. bringt Gase zum Leuchten, ohne daß dieselben erhitzt werden. Nach den Beobachtungen von Huggins erzeugt Radium in Berührung mit

der Luft das Stickstoffspektrum; so würde es in den Kometen in Berührung mit Kohlenwasserstoffen das Spektrum der letzteren geben.

Boys macht nun selbst darauf aufmerksam, daß die Bewegungen in den Kometen langsamer sind, und daß es deshalb unsinnig erscheinen könnte, 4000 bis 80000mal größere Geschwindigkeiten in Erwägung zu ziehen, die imstande wären, Wirkungen hervorzubringen, die irgend einem Vorgange gemeinsam sind. Das sei aber nicht notwendig der Fall; denn mit der verhältnismäßig langsamen Trennung der Atome der Bredichinschen Materie vom Kern, von denen jedes seine eigene zur Sonne konvexe Hyperbel beschreibt, repräsentiere der Schweif in jedem Moment die dermalige Lage einer Anzahl von Atomen, welche den Kern bis zu einem gewissen Abstand nach rückwärts verlassen haben, während gegenüber den enormen Geschwindigkeiten und effektiven Kräften der radioaktiven Wirkungen der Komet sich so langsam bewege, daß der Schweif die momentane Bahn faktisch repräsentieren wird.

Boys nimmt also im Grunde die Bredichinsche materielle Theorie vollständig an, und nur das Sichtbarwerden der hierdurch bedingten Vorgänge soll auf den radioaktiven Wirkungen beruhen. Eine unbedingte Notwendigkeit für diese Komplikation dürfte aber durchaus nicht vorliegen.

Wenn unsere Erde den Schweif eines Kometen passiert, wie das schon mehrfach beobachtet worden ist, so äußert sich dies in einem mehr oder weniger starken Sternschnuppenfall, so daß darüber kein Zweifel bestehen kann, daß in den Kometenschweifen kleine Körperchen enthalten sind, welche, sobald sie die obersten, sehr verdünnten Schichten unserer Atmosphäre mit großer Geschwindigkeit passieren, durch die Umsetzung der mechanischen Energie in Wärme — durch den Vorgang der Reibung — ins Glühen geraten und verbrennen oder zerstäuben. Andererseits lehrt die Häufigkeit der Sternschnuppenerscheinungen und ihre jährliche Wiederkehr aus ein und derselben Gegend des Himmels (Radiant), daß eine sehr große Anzahl von Strömen kleiner Körperchen existieren, welche elliptische Bahnen besitzen. Ein Zusammenhang zwischen den „Meteorströmen" und früheren Kometenerscheinungen ist demnach äußerst wahrscheinlich, und Schiaparelli hat diesen Zusammenhang zum ersten Male klarzulegen versucht, indem er nachwies, daß ein kugelförmiges Aggregat von kleinen Körperchen, welches sich in elliptischer Bahn der Sonne nähert, unter dem gegenseitigen Einfluß von innerer Anziehung und äußerer Anziehung durch die Sonne in ein längliches Gebilde gezogen wird, welches sich bei wiederholter Annäherung an die Sonne schließlich über den größten Teil der Bahn erstrecken kann. Der hierdurch entstehende Meteorstrom ist aber sehr dünn, während die Meteorströme in Wirklichkeit sehr breit sind, da die Erde oft viele Stunden, ja Tage braucht, um sie zu durchqueren; auch ist die Zahl der bekannten Meteorströme sehr groß im Verhältnis zur Zahl der Kometen mit elliptischen Bahnen. Es ist hier wiederum Bredichin, der eine vollständige Erklärung des Entstehens der Meteorströme gegeben hat, indem er, wie schon erwähnt, die anormalen

Schweife als Quelle derselben ansieht. Derartige Schweife sind zwar bisher nur in geringer Anzahl beobachtet worden, und auch diese waren meistens sehr schwach; aber gerade der letztere Umstand macht es wahrscheinlich, daß diese Schweife häufig oder stets vorhanden sein werden, daß sie aber für gewöhnlich zu schwach sind, um sichtbar zu sein. Nach Bredichin bestehen diese Schweife aus kleinen Teilchen, welche mit den Gasausströmungen aus dem Kern in der Richtung auf die Sonne zu ausgestoßen werden, aber nicht wie die Gase umkehren, weil auf sie, eben wegen ihrer Größe, die Repulsivkraft nicht merklich einwirkt. Die Bahn dieser Teilchen entsteht also durch Kombination der parabolischen Bewegung des Kerns, dem sie entstammen, und dem auf die Sonne zu gerichteten Stoße, den sie erhalten haben. Ihre Stoßgeschwindigkeit wird annähernd der Ausströmungsgeschwindigkeit der Gase entsprechen, also im Mittel etwa 3^{km} in der Sekunde betragen.

Bredichin hat nun berechnet, daß auch bei Kometen mit parabolischer Bahn auf gewissen Strecken derselben die resultierende Bahn der Teilchen Ellipsen sind, während an anderen Stellen Hyperbeln entstehen, die betreffenden Teilchen also dem Sonnensystem enteilen. Da nicht alle Teilchen dieselbe Anfangsgeschwindigkeit und auch nicht dieselbe Ausströmungsrichtung besitzen, so sind die einzelnen Bahnen der verschiedenen Teilchen nicht identisch, sondern merklich verschieden, so daß im ganzen ein ziemlich breiter Ring um die Sonne entstehen wird, innerhalb dessen die einzelnen Bahnen liegen. Beim Passieren eines solchen Ringes tritt auf der Erde die Sternschnuppenerscheinung ein.

Aus der Anzahl der Sternschnuppen, die beim Passieren eines Meteorstroms oder eines Kometenschweifes in einer gegebenen Zeit auftreten, läßt sich die Dichtigkeit ihrer Verteilung berechnen. Als Beispiel wollen wir annehmen, daß an der sichtbaren Himmelsfläche in jeder Sekunde eine Sternschnuppe falle — es handelt sich also um einen außergewöhnlich starken Sternschnuppenfall. Die durchschnittliche Höhe, in welcher die Sternschnuppen zum Leuchten kommen, betrage 100^{km}. Man übersieht dann in dieser Höhe eine Fläche des Himmels von über 1000^{km} Radius; es soll aber angenommen werden, daß sich dieser Radius auf 800^{km} reduziere, wegen der Verminderung der Sichtbarkeit der Sternschnuppen am Horizont. Der Inhalt der sichtbaren Fläche ist alsdann 2000000^{qkm}. Die durchschnittliche Geschwindigkeit der Erdbewegung beträgt 30^{km} in der Sekunde, diejenige der Sternschnuppen etwa 42^{km}, die relative Geschwindigkeit zwischen Erde und Sternschnuppen kann also variieren zwischen 12^{km}, wenn Erde und Sternschnuppen sich in derselben Richtung bewegen, und 72^{km}, wenn sie gegen einander laufen. Nehmen wir nun weiter behufs Vereinfachung der Rechnung an, daß die sichtbare Himmelsfläche sich senkrecht zur relativen Bewegungsrichtung befände, so durcheilt diese Fläche in jeder Sekunde einen Raum von 24000000^{cbkm} bis 144000000^{cbkm}, und da durchschnittlich in jeder Sekunde eine Sternschnuppe fällt, so enthält der Kometenschweif an der Begegnungsstelle mit der Erde *eine* Sternschnuppe resp. ein Partikel auf

24000000^{cbkm} bis 144000000^{cbkm}. Und selbst wenn wir annehmen, daß bei dem stärksten bisher beobachteten Sternschnuppenfall 100 Sternschnuppen in der Sekunde für einen Beobachter gefallen seien, so kommen auch dann noch immer erst 1 bis 4 Teilchen auf 1000000^{cbkm}; die Dichtigkeit ist also stets eine ganz außerordentlich geringe.

Wie groß die Masse einer einzelnen Sternschnuppe durchschnittlich ist, läßt sich nicht ermitteln, da die Sternschnuppen verbrennen oder zerstäuben und nicht ganz auf die Erde herabfallen. Man nimmt an, daß sie nur einige Gramm schwer seien. Auch ihre chemische Beschaffenheit ist nicht bekannt, da die spärlichen spektroskopischen Beobachtungen, die an Sternschnuppen erhalten worden sind, keinen bestimmten Aufschluß geben. Das Spektrum ist im wesentlichen kontinuierlich, herrührend von den glühenden festen Teilen, und von einzelnen hellen Linien durchzogen, von denen die Natrium- und Magnesiumlinien identifiziert sein sollen. Es läßt sich leicht einsehen, daß wirkliche Messungen im Spektrum bei der Plötzlichkeit und der kurzen Dauer der Erscheinung nicht möglich sind. Vielfach besteht die Ansicht, daß die Sternschnuppen sich von den eigentlichen Meteoren, die ganz oder bruchstückweise zur Erde herabfallen, nur in quantitativer, nicht aber in qualitativer Weise unterscheiden; es wären dann also in den Sternschnuppen dieselben Elemente und Verbindungen zu erwarten, die durch die direkte chemische Untersuchung in den Meteoren festgestellt sind. Es muß darauf aufmerksam gemacht werden, daß bei Sternschnuppenfällen wirkliche Meteore, die von demselben Radianten herrührten, nicht beobachtet worden sind, was gegen die Identität von Meteoren und Sternschnuppen zu sprechen scheint. Der Widerspruch ist aber nur ein scheinbarer, da durch die Gasausströmungen nur die kleinsten Teilchen mitgerissen werden können und in den Schweif oder den Meteorring hineingeraten. Alle größeren Körper müssen im Kern verbleiben und können nur dann zur Wahrnehmung, vielleicht zu einer sehr bedenklichen gelangen, wenn einmal die Erde direkt mit dem Kern eines größeren Kometen zusammenträfe.

Ein schwerwiegender Unterschied besteht aber doch zwischen Meteoren und Sternschnuppen resp. den die letzteren erzeugenden Kometen. Die Meteore gelangen wohl alle in ausgesprochen hyperbolischen Bahnen in unser Sonnensystem, die Kometen dagegen, sofern sie nicht infolge der Planetenstörungen beeinflußt sind, in parabolischen resp. in nicht merklich von der Parabel abweichenden Bahnen.

Wenn wir auf die bisherigen Betrachtungen einen Rückblick werfen, so werden wir den Eindruck nicht leugnen können, daß die rätselhaften Erscheinungen der Kometen mit einem sehr hohen Grade von Wahrscheinlichkeit ihre Lösung gefunden haben, und daß wir sehr viel mehr über die in den Kometen sich abspielenden Vorgänge wissen, als über unsere Planeten. Aber auch wenn wir die Frage nach dem Ursprung der Kometen ganz beiseite lassen, da sie zurzeit nicht zu beantworten ist, so bleibt doch noch eine große Lücke offen, nämlich die Hauptfrage nach dem eigentlichen Wesen der

Kometen. Wie hat man sich einen Kometen im freien Weltraum, ganz außerhalb unseres Sonnensystems vorzustellen? Man kann zur Lösung dieser Frage nur Rückschlüsse aus den Erscheinungen ziehen, oder extrapolieren, und das ist stets ein etwas unsicheres Verfahren. Schlägt man aber diesen Weg ein, so resultiert, daß ein Komet im wesentlichen ein kugelförmiges Aggregat von diskreten Meteoren der verschiedensten Größe ist. Diese Meteore enthalten im kalten Zustand Gase eingeschlossen, die, sobald der Komet sich der Sonne nähert, durch die stattfindende Erwärmung der Meteore zum Teil frei werden und das eigentliche Körperaggregat ausfüllen und umgeben. Der Komet erscheint dann bei der Entdeckung als matter runder Nebel mit einem mehr oder weniger deutlichen Kern, der hauptsächlich durch die größeren Meteore gebildet sein wird. Bei größerer Annäherung findet die Gasentwicklung immer kräftiger statt, bis zu heftigen Ausströmungen oder gar Explosionen, die zu Teilungen der Kometen in zwei oder mehrere führen können. Die von der Sonne abgestoßenen Gase und mitgeführten kleinsten Körperchen, letztere eventuell durch den Lichtdruck, bilden die Schweife und die in elliptischen Bahnen laufenden Meteorringe.

Das Zodiakallicht. Das Zodiakallicht erscheint in unseren Gegenden, besonders im Frühjahr gut sichtbar, als eine schrägliegende Pyramide, deren Helligkeit in der Achse am stärksten ist und von da allmählich bis zu den verwaschenen Rändern abnimmt. Dem Anblick nach scheint die Achse in der Ekliptik zu liegen. Nach den neueren Bestimmungen von Doberck ist, wenn man das Zodiakallicht als langgestreckte Ellipse auffaßt, die halbe große Achse 55° lang, die halbe kleine Achse 8° lang, wobei vorausgesetzt ist, daß der Mittelpunkt der Ellipse mit dem Ort der Sonne zusammenfällt.

Die ziemlich allgemein verbreitete Ansicht, daß die große Achse mit der Ekliptik zusammenfalle, ist durch Resultate, die Wolf auf photographischem Wege erhalten hat, obgleich sie nur provisorischer Natur sind, ins Wanken gebracht worden. Es gelang ihm, das Zodiakallicht in einzelne kleinere Ausschnitte getrennt zu photographieren und photometrisch die Lichtmaxima dieser Ausschnitte zu bestimmen. Hierbei ergab sich, daß Ende März 1900 die Hauptmasse des Zodiakallichts 6° oberhalb der Ekliptik lag und hiernach besser mit der Äquatorebene der Sonne als mit der Ekliptik übereinstimmte.

Brorsen erkannte 1855 eine der Sonne genau gegenüberliegende hellere Stelle des Himmels, die zu Anfang des 19. Jahrhunderts Humboldt auch schon wahrgenommen hatte; wegen ihrer Stellung zur Sonne wurde sie Gegenschein genannt und als mit dem Zodiakallicht im Zusammenhang stehend betrachtet. Der Gegenschein ist eine sehr matte, elliptisch geformte Fläche von etwa 20° Durchmesser; manche Beobachter haben ein mattes Band gesehen, durch welches er mit dem Zodiakallicht verbunden ist. Barldon hat kürzlich unter sehr günstigen Bedingungen, nämlich auf dem Meere, wo man am besten gegen fremdes Licht, welches die Atmosphäre erhellt, geschützt ist, das Zodiakallicht als ein nahe 30° breites Band gesehen, welches sich über den ganzen Himmel hinzieht und den Gegenschein als eine hellere,

15° lange elliptische Fläche enthält. Die Mittellinie des Bandes war 4° gegen die Ekliptik geneigt.

Die Angaben über die Helligkeit des Zodiakallichts schwanken sehr, und von einzelnen Beobachtern wird direkt behauptet, daß seine Helligkeit tatsächlich in den verschiedenen Jahren sehr verschieden sei. Burns hat mit Hilfe des Keilphotometers festgestellt, daß die hellste Stelle des Zodiakallichts etwa doppelt so hell ist, als der dunkle Himmelsgrund. Den Helligkeitsbestimmungen, auch innerhalb des Phänomens selbst, darf man aber nicht allzuviel Zutrauen schenken, da wegen der tiefen Lage nahe am Horizont der Einfluß der daselbst stets wechselnden Extinktion in unserer Atmosphäre zu stark ist.

Die spektroskopischen Beobachtungen haben anfangs zu scheinbaren Widersprüchen geführt, indem einzelne Beobachter ein rein kontinuierliches Spektrum konstatierten, während andere die hellste, im Grün gelegene Nordlichtlinie außerdem im Spektrum des Zodiakallichts erkennen konnten. Es wurde aber bald festgestellt, daß die grüne Nordlichtlinie nur dann im Spektrum des Zodiakallichts gesehen werden konnte, wenn sie auch an den übrigen Stellen des Himmels sichtbar war. Heute ist es eine bekannte Tatsache, daß die Nordlichtlinie häufig am Himmel wahrnehmbar ist, ohne daß eine auffallende Nordlichterscheinung vorliegt, und es ist jetzt zweifellos, daß das Zodiakallicht nur ein kontinuierliches Spektrum liefert, dessen Grenzen etwa bei den Wellenlängen λ 5000 und 5500 liegen, wobei sich die Maximalhelligkeit bei λ 5450 befindet. Daß die Nordlichtlinie auftreten kann, ohne daß ein Nordlicht selbst zu sehen ist, ist leicht dadurch zu erklären, daß das Licht des Nordlichts wesentlich monochromatisch ist, im Spektrum also nur wenig geschwächt wird, während der etwas helle Himmelsgrund im Spektroskop unsichtbar wird. Die Verschiebung des Helligkeitsmaximums des kontinuierlichen Spektrums vom Gelb nach der Wellenlänge λ 5350 ist ebenfalls keine besondere Eigentümlichkeit des Zodiakallichts, sondern nur eine Folge der Lichtschwäche im Einklang mit dem Purkinjeschen Phänomen. Ob das kontinuierliche Spektrum durch ein Selbstleuchten verursacht ist oder nur von reflektiertem Sonnenlicht herrührt, läßt sich nicht entscheiden; im letzteren Falle müßten die Fraunhoferschen Linien vorhanden sein; das Spektrum ist aber zu schwach, als daß sich dieselben erkennen ließen.

Unsere positiven Kenntnisse über das Zodiakallicht sind nach dem Vorstehenden recht gering; es ist nicht einmal mit Sicherheit festgestellt, ob die Achse der Erscheinung mit der Ekliptik oder mit dem Sonnenäquator zusammenfällt, und so darf man sich nicht wundern, daß die Zahl der Hypothesen über das Wesen des Zodiakallichts eine überaus große ist. Diese Hypothesen unterscheiden sich streng nach zwei Richtungen hin, von denen die erstere die Erscheinung als eine der näheren Umgebung der Erde angehörende, also gleichsam als eine atmosphärische im weiteren Sinne auffaßt. Wir dürfen die Hypothesen dieser Art aber heute als abgetan betrachten und haben nur noch mit denen der zweiten Richtung zu tun, wonach

die Erscheinung als zur Sonne gehörig aufzufassen ist. Dabei sind wieder zwei Unterabteilungen zu unterscheiden, von denen die eine das Zodiakallicht und den Gegenschein als etwas Zusammenhängendes betrachtet, während die andere diese beiden Phänomene als unabhängig von einander auffaßt.

Die einfachste und wahrscheinlichste der bis jetzt veröffentlichten Hypothesen ist diejenige, nach welcher das Zodiakallicht als eine die Sonne umgebende und wesentlich im Äquator liegende flache Scheibe aufzufassen ist, die mit kosmischem Staube resp. meteorischen Partikeln angefüllt ist und sich weit über die Erdbahn hinaus erstreckt. Die Erfüllung dieses Raumes ist eine so geringe, daß ein merklicher Widerstand den Planeten und Kometen nicht entgegengesetzt wird, während sie genügt, um ein schwaches Reflexlicht zu erzeugen. Das Zodiakallicht selbst ist sehr einfach hierdurch erklärt; für den Gegenschein besteht jedoch die Schwierigkeit, daß nach dem Lambertschen Gesetze an der der Sonne entgegengesetzten Stelle keine Vermehrung der Helligkeit entstehen kann; Seeliger hat aber gezeigt, daß unter Verwendung des Lommel-Seeligerschen Gesetzes wohl ein schwaches Maximum an der Stelle des Gegenscheins liegen muß. Diese Erklärung befindet sich auch in Übereinstimmung mit den Beobachtungen eines den ganzen Himmel umziehenden Bandes. Ebenfalls hiermit verträglich, nicht aber mit dem Aussehen des Zodiakallichts, ist eine Theorie von Barnard, nach welcher der Gegenschein ein Reflex von den vielen Tausenden von kleinsten Planeten sein soll, die den Ring der Asteroiden ausfüllen; zur Erklärung des Zodiakallichts selbst muß dann auf die vorstehend erwähnte Theorie zurückgegangen werden.

Von Stoney ist die Ansicht aufgestellt worden, daß die Erde in ihrer Bahn einen Schweif der leichtesten Bestandteile ihrer oberen Atmosphäre hinterlassen müsse, der also im wesentlichen aus Wasserstoff und Helium bestehe. Evershed macht darauf aufmerksam, daß es dieser Erdschweif sei, der im reflektierten Sonnenlicht als Gegenschein sichtbar würde. Dem Einwurfe, daß man alsdann den Erdschatten in der Mitte des Gegenscheins als dunklen Fleck wahrnehmen müsse, begegnet er durch die weitere Annahme, daß dieser Schweif sehr lang sei, über 20000000^{km}, so daß zu den entfernteren Teilen der Erdschatten nicht reiche. Aus demselben Grunde könne der Gegenschein auch keine Parallaxenwirkung zeigen; denn die nächsten Teilchen, die eine solche liefern müßten, seien eben durch den Erdschatten unsichtbar. Ein sehr gewichtiges Bedenken setzt Barnard der Evershedschen Theorie dadurch entgegen, daß die Ausdehnung des Gegenscheins von 20° viel zu groß sei, um als Erdschweif angesehen werden zu können. Christian hat übrigens die Evershedsche Theorie noch durch die Annahme erweitert, daß der Erdschweif nicht durch Reflex leuchte, sondern durch Meteore, welche ihn passieren und dabei ins Leuchten kommen.

Eine definitive Entscheidung über das Wesen des Zodiakallichts und seinen etwaigen Zusammenhang mit dem Gegenschein läßt sich zurzeit noch nicht treffen; jedenfalls aber dürfte vorläufig die schon erwähnte und von Seeliger theoretisch behandelte Hypothese die größere Wahrscheinlichkeit für sich besitzen.

Achter Abschnitt.

Dreiundzwanzigstes Kapitel.

Die Nebelflecken.

Die zahlreichen und in den mannigfachsten Gestalten vorhandenen, meist lichtschwachen Himmelskörper, die im Gegensatze zu den Sternen einen merklichen Durchmesser besitzen, nennt man Nebelflecken oder Sternhaufen, letzteres, wenn sich erkennen läßt, daß das Gebilde sich aus einzelnen Sternen zusammensetzt. Diese Scheidung ist keine strenge; denn es leuchtet ein, daß ein Objekt, welches in einem kleinen Fernrohr als kontinuierliche Nebelmasse erscheint, in einem mächtigen Instrument sich als Sternhaufen darbieten kann. Diese Unsicherheit in der Bezeichnung tritt am deutlichsten in der Geschichte der Nebelfleckentdeckungen zutage. Bis gegen Ende des 18. Jahrhunderts kannte man etwa 100 verwaschene Nebelflecken, über deren Natur wenig Klarheit herrschte, und erst durch die Arbeiten W. Herschels fand dieses Gebiet eine ungeahnte Erweiterung. W. Herschels erster Katalog (1784) enthielt 466 neue Nebel, und bis 1802 belief sich die Zahl der Neuentdeckungen bereits auf 2000. Sein Sohn J. Herschel, der auch den südlichen Himmel in den Bereich seiner Untersuchungen zog, konnte bereits einen Katalog von 5097 Nebelflecken und Sternhaufen aufstellen. Die Zahl der heute bekannten nebligen Objekte läßt sich nicht genau angeben, beträgt aber weit über 8000. Mit diesen Entdeckungen ging nun Hand in Hand die Erfahrung, daß jede Verbesserung in der Größe und Güte der Fernrohre bei einer großen Zahl von Objekten die bis dahin nicht erkennbare Auflösung in einzelne Sterne herbeiführte, diese Himmelskörper also in die Klasse der Sternhaufen verwies, und es ist daher durchaus verständlich, daß allgemein angenommen wurde, daß schließlich alle nebligen Objekte auflösbar seien, daß es nur Sternhaufen gäbe, und daß die Bezeichnung Nebelfleck nur formal anwendbar für bisher praktisch noch nicht aufgelöste Sternhaufen sei.

Diese Ansicht fand aber im Jahre 1864 eine plötzliche Umwandlung durch die Entdeckung von Huggins, daß einzelne Nebelflecken im Spektroskop helle Linien zeigten, ein untrügliches Kennzeichen für die gasförmige Natur der betreffenden Himmelskörper, deren Bezeichnung als Nebelflecken daher nunmehr auch physikalisch richtig war. Hiermit ist auch die strenge Schei-

dung der nebligen Himmelskörper in die zwei Klassen der Nebelflecken und Sternhaufen gegeben, die durch das Spektroskop zu erzielen ist. Durchführbar ist diese Trennung vorläufig nur für verhältnismäßig wenige Objekte, da die große Mehrzahl derselben viel zu lichtschwach ist, um spektroskopisch untersucht werden zu können. Auch aus anderen Gründen ist eine strenge Scheidung nicht durchzuführen, da vielfach ein ausgesprochener Zusammenhang zwischen Sternen resp. Sternanhäufungen und Nebeln besteht, indem einerseits Sternhaufen neblige Massen enthalten und einzelne Sterne direkt mit Nebelhüllen umgeben sind, andererseits größere und ausgedehnte Nebelfleckengebiete vereinzelte, ihnen zugehörige Sterne enthalten.

Nach den bisherigen Ergebnissen ist es als feststehend anzusehen, daß die Zahl der Sternhaufen bei weitem größer ist als diejenige der Nebelflecken, und ferner hat es sich herausgestellt, daß die Nebelflecken im wesentlichen auf zwei ganz charakteristische Formen beschränkt sind. Das sind in erster Linie die sogenannten planetarischen Nebel und Ringnebel (beide Arten wohl mit einander identisch), meist sehr kleine runde oder elliptisch geformte Scheiben mit hellerem Rand und schwächerem Zentralstern, und in zweiter Linie die großen, weit ausgedehnten Nebel von komplizierter und ganz unregelmäßiger Struktur. Durchweg zu den Sternhaufen gehören die am häufigsten vorkommenden rund oder elliptisch begrenzten Objekte mit allmählich nach der Mitte zunehmender Helligkeit, von denen sehr viele direkt auflösbar sind, sowie ferner noch die Spiralnebel.

In dem folgenden Verzeichnisse der mit Sicherheit erkannten Gasnebel, welches übrigens keinen Anspruch auf Vollständigkeit erhebt, ist in der ersten Kolumne die Nummer des neuesten Nebelkatalogs, des New General Catalogue von Dreyer, gegeben. Die beiden nächsten Kolumnen enthalten die Positionen der Nebelflecken für 1900,0, und in der letzten Kolumne befindet sich eine kurze Bemerkung über den Charakter des Nebels. Es ist zu ersehen, daß die planetarischen Nebel den Hauptbeitrag liefern; viele derselben sind so klein, daß sie mit Sternen verwechselt worden sind und ihre Natur erst durch spektroskopische Durchmusterungen, hauptsächlich von Pickering, erkannt worden ist.

Verzeichnis von Nebelflecken.

N. G. C.	AR (1900)	Dekl. (1900)	Bemerkungen
604	1^h $28{,}9^m$	+ 30° 16′	Sehr klein, Mitte heller
650—1	1 36,0	+ 51 4	Doppelnebel
1032	2 34,2	+ 0 40	Sehr klein
1068	2 37,6	— 0 26	Ziemlich groß
1325	3 20,1	- 21 53	
1514	4 3,0	+ 30 13	
1535	4 9,6	— 13 0	Planetarisch
—	5 22,9	— 12 46	Planetarisch
1976	5 30,4	— 5 27	ϑ Orionis } Orionnebel
1977	5 30,5	— 4 54	c Orionis } Orionnebel
1980	5 30,5	— 5 59	ι Orionis } Orionnebel

N. G. C.	AR (1900)	Dekl. (1900)	Bemerkungen
1982	5 h 30,6 m	— 5° 20′	c Orionis, Orionnebel
2022	5 36,6	+ 9 2	Planetarisch
2024	5 36,8	— 1 54	Groß und unregelmäßig
2070	5 39,4	— 69 9	Sehr hell und groß
2392	7 23,3	+ 21 7	Klein und rund
2438	7 37,3	— 14 31	Planetarisch
2440	7 37,5	— 17 59	Planetarisch
2792	9 8,7	— 42 1	Planetarisch
2818	9 12,0	— 36 12	Planetarisch
2867	9 18,6	— 57 53	Planetarisch
3132	10 2,8	— 39 57	Planetarisch
3211	10 14,6	— 62 11	Planetarisch
3242	10 20,0	— 18 8	Planetarisch
3372	10 41,2	— 59 9	Nebel um η Argus
3587	11 9,0	+ 55 34	Planetarisch
3918	11 45,4	— 56 37	Planetarisch
4361	12 19,4	— 18 13	Groß
5315	13 47,0	— 66 2	Planetarisch
5873	15 6,3	— 37 43	Planetarisch
5882	15 10,0	— 45 17	Planetarisch
6153	16 24,6	— 40 1	Planetarisch
6175	16 26,7	+ 40 51	Sehr klein
6210	16 40,3	+ 23 59	Planetarisch
6309	17 8,4	— 12 48	
6326	17 12,8	— 51 38	Planetarisch
6369	17 23,3	— 23 41	Ringnebel
6401	17 32,5	— 23 51	Ziemlich groß
6439	17 42,5	— 16 27	Planetarisch
6514	17 56,3	— 23 2	Groß und unregelmäßig
6523	17 57,6	— 24 23	Groß und ganz unregelmäßig
6543	17 58,6	+ 66 38	Planetarisch
6537	17 59,3	— 19 51	Planetarisch
6563	18 5,4	— 33 54	
6565	18 5,6	— 28 12	Planetarisch
6572	18 7,2	+ 6 50	Planetarisch
6577	18 7,9	— 19 6	Planetarisch
6578	18 8,9	— 20 19	Planetarisch
6618	18 15,0	— 16 53	Omega-Nebel
6620	18 15,6	— 26 53	Planetarisch
6629	18 19,6	— 23 15	
6644	18 26,4	— 25 13	Planetarisch
6744	18 49,9	+ 32 54	Ringnebel
6741	18 57,5	— 0 35	Planetarisch
6772	19 9,4	— 2 53	
6778	19 13,1	— 1 48	Planetarisch
6781	19 13,6	+ 6 21	Planetarisch
6790	19 17,9	+ 1 19	Planetarisch
6803	19 26,6	+ 9 52	Planetarisch
6804	19 26,8	+ 9 1	Klein, mit vielen Sternen
6807	19 29,7	+ 5 29	Planetarisch
6818	19 38,3	— 14 23	Planetarisch
6826	19 42,1	+ 50 17	Planetarisch
6833	19 46,9	+ 48 42	Planetarisch
6853	19 55,3	+ 22 27	Dumbbell-Nebel
6879	20 5,9	+ 16 38	Planetarisch
6881	20 7,2	+ 37 7	Planetarisch
6884	20 7,3	+ 46 10	Planetarisch

N. G. C.	AR (1900)	Dekl. (1900)	Bemerkungen
6886	20h 8,3m	+ 19° 41′	Planetarisch
6891	20 10,4	+ 12 26	Planetarisch
6894	20 12,4	+ 30 16	
6905	20 17,9	+ 19 47	Planetarisch
7008	20 57,6	+ 54 10	Groß
7009	20 58,7	− 11 46	Planetarisch
7026	21 2,9	+ 47 27	Planetarisch
7027	21 3,3	+ 41 50	Planetarisch
7354	22 36,6	+ 60 46	Planetarisch
7619	23 15,2	+ 7 39	Klein
7662	23 21,1	+ 41 59	Planetarisch

Wie schon erwähnt, zerfallen die Nebelflecken in die zwei Klassen der kleinen planetarischen Nebel und der großen, unregelmäßig gestalteten; wir wollen uns zunächst mit dem Aussehen dieser Objekte beschäftigen. Es muß hierbei hervorgehoben werden, daß unsere Kenntnisse über die Nebelformen in ungemeiner Weise durch die Anwendung der Photographie zugenommen haben, besonders was die Einzelheiten der Gestaltung angeht. Die Nebelflecken sind im allgemeinen so lichtschwach, ihre Helligkeit liegt selbst bei der Verwendung großer Fernrohre so nahe an der unteren Grenze der Sichtbarkeit, daß nur noch die stärkeren Kontraste zur direkten Wahrnehmung gelangen, während die photographische Platte bei genügend langen Expositionszeiten von dieser Eigentümlichkeit frei ist; es äußert sich dies darin, daß die photographischen Aufnahmen außerordentlich viel mehr Einzelheiten aufweisen, als man im Fernrohr erkennen kann, in einem solchen Maße, daß heutzutage ein Studium der Nebelfleckformen nur noch auf photographischem Wege zu betreiben ist. Bei den großen Nebeln kommt ein weiterer günstiger Umstand bei Anwendung der Photographie zur Geltung: die bedeutende Ausdehnung des Gesichtsfeldes gegenüber der Okularbetrachtung. Füllt ein Nebel das ganze Gesichtsfeld aus, so wirkt er nur als eine allgemeine Erhellung desselben; es ist nur möglich, durch schnelles Bewegen des Instruments die Grenzen des Nebels wahrzunehmen, während im großen photographischen Feld der Nebel unmittelbar in seiner ganzen Ausdehnung zu erkennen ist. Als letzter Vorzug der photographischen Methode ist noch das Fehlen der Überblendung zu erwähnen. Gerade in den ausgedehnten Nebeln befinden sich viele, manchmal recht helle Sterne, welche das Auge blenden oder selbst bei ihrer Verdeckung das Gesichtsfeld erhellen und die Sichtbarkeit des Nebels erschweren. So erscheint z. B. die nächste Umgebung eines hellen Sterns in einem Nebel stets nebelfrei, als wenn für ihn besonders eine Lücke im Nebel ausgespart wäre. Bei der Photographie findet das Umgekehrte statt, aber in viel geringerem Maße. Die nächste Umgebung eines helleren Sterns erscheint geschwärzt, wie durch den Nebel selbst. Es läßt sich dies aber durch Verwendung von Platten, deren Rückseite nicht reflektiert (siehe Seite 268) stark abschwächen; außerdem kann man genau ermitteln, inwieweit diese Schwärzung durch Lichtausbreitung

vom Stern aus bedingt ist, und was an ihr reell ist, also vom Nebel selbst herrührt.

Es muß an dieser Stelle darauf aufmerksam gemacht werden, daß sowohl bei direkter Beobachtung als auch bei der gleichzeitigen Aufnahme von Nebel und Sternen das Helligkeitsverhältnis beider Arten von Himmelskörpern in hohem Maße von den Dimensionen des benutzten Instruments abhängig ist, so daß die Betrachtung der Aufnahme in verschiedenen Instrumenten zu ganz abweichenden Resultaten führen kann.

Es ist dies bedingt durch die auf Seite 273 auseinandergesetzten Beziehungen zwischen der Lichtstärke von punktförmigen und ausgedehnten Bildern. Die praktisch zu erreichende Forderung, daß bei allen Fernrohren der verschiedensten Größen die Abbildung eines Sterns linear stets von dem gleichen Durchmesser ist, bewirkt, daß die Helligkeit eines Sterns allein von der Öffnung des Fernrohrs abhängt und nicht von dessen sonstigen Dimensionen: sie wächst mit dem Quadrat der Öffnung. Bei der Flächenabbildung kommt es dagegen gar nicht auf die Dimensionen des Fernrohrs an, sondern nur auf das Verhältnis von Öffnung zu Brennweite. Bleibt dieses Verhältnis konstant, so bleibt auch die Flächenhelligkeit konstant, d. h. es ist für die Sichtbarkeit eines ausgedehnten Nebels gleichgültig, ob er mit einem großen Fernrohr von 1^m Öffnung und 15^m Brennweite oder mit einem kleinen von 10^{cm} Öffnung und $1{,}5^m$ Brennweite betrachtet oder aufgenommen wird. Zu welchen Konsequenzen das führen kann, läßt sich am einfachsten an einem Beispiel klar machen. Wir wollen annehmen, daß ein Nebelfleck, in dessen Innern sich ein Stern befindet, aufgenommen worden ist einmal mit einer Porträtlinse von 10^{cm} Öffnung und 50^{cm} Brennweite, das andere Mal mit einem großen Refraktor von 1^m Öffnung und 20^m Brennweite. Die beiden Öffnungen verhalten sich wie 1 : 10, die Helligkeit der Sternbildchen also wie 1 : 100. Für die Nebelabbildung ist nur das Öffnungsverhältnis maßgebend, die Nebelhelligkeiten verhalten sich also in beiden Aufnahmen wie $1/5$ zu $1/20$, also wie 4 : 1. Auf der Aufnahme mit der Porträtlinse ist demnach der Nebel 400 mal heller als der Stern gegenüber der Aufnahme mit dem großen Refraktor. Im ersteren Falle erhält man also einen hellen Nebel mit schwachem Stern, im andern aber einen hellen Stern mit schwachem Nebel, oder letzterer kommt überhaupt nicht zum Vorschein. Ähnlich ist es auch bei der direkten Beobachtung. Ganz besondere Berücksichtigung verdienen diese Verhältnisse bei der später zu besprechenden Frage nach der Veränderlichkeit gewisser Nebel.

Die planetarischen Nebel stellen kleine, elliptische bis runde, matt leuchtende Scheiben dar, die in Fernrohren mittlerer Größe von nahe gleichförmiger Helligkeit erscheinen. Ihr Durchmesser beträgt bei den kleinsten Objekten nur wenige Sekunden, so daß sie kaum von einem Stern zu unterscheiden sind, und erreicht bei dem Nebel N. G. C. 4572 etwa 40″. Beim Ringnebel in der Leier ist die große Achse etwa 80″, die kleine etwa 60″ groß. Es handelt sich also durchweg um recht kleine Objekte, so daß es

sehr schwierig ist, Einzelheiten in ihnen zu sehen. In großen Fernrohren und bei photographischen Aufnahmen sind sie als Ringnebel zu erkennen, in deren Mitte ein Sternchen oder eine sternartige Verdichtung sichtbar ist, deren Helligkeit unter Umständen (siehe die vorstehende Bemerkung) größer ist, als die des äußeren Ringes. Das, wie es scheint, ausnahmslose Vorhandensein der zentralen Verdichtung lehrt, daß sie ein physisch notwendiger Bestandteil der Nebel ist. Nach photographischen Aufnahmen konnte Scheiner bei den planetarischen Nebeln N. G. C. 7009 und 7662 konstatieren, daß die zentrale Verdichtung mit dem Ring durch Nebelstreifen verbunden ist. Bei ersterem gehen von dem Nebelzentrum Streifen aus, welche die Figur eines X bilden; bei letzterem ist der Kern länglich und durch neblige Ansätze mit dem äußeren Ring verbunden. Ähnliches, wenn auch in schwächerem Maße, soll nach Schaeberle bei dem Ringnebel in der Leier der Fall sein. Zwei feine Spiralstreifen sollen vom Kern ausgehen, die sich noch in weitere Äste teilen und sogar stellenweise über den Ring hinausreichen. Die Ringe selbst sind bei den planetarischen Nebeln keineswegs einfache, glatte Gebilde; sie bestehen vielmehr häufig aus mehreren Schalen. Beim Ringnebel in der Leier sind die an den Enden der großen Achse befindlichen Teile des Ringes merklich lichtschwächer als die übrigen Teile; man findet auch die Ansicht vertreten, daß die Ringe eine spiralige Natur besäßen.

Die bemerkenswerte Gleichförmigkeit im Aussehen der planetarischen Nebel und der Umstand, daß bei denselben eine sehr starke Elliptizität nicht vorkommt, legt den Gedanken nahe, daß man es hier mit nahe kugelförmigen oder ellipsoidischen Schalen zu tun hat, die in der Mitte einen Kern besitzen; die Ringform, d. h. die größere Helligkeit der äußeren Teile, würde dann dadurch zustande kommen, daß man hier die Strahlung von einer viel dickeren Schicht erhält als in den mittleren Teilen.

Es ist schwierig, zu einer Entscheidung über den Charakter der Zentralsterne in den planetarischen Nebeln zu gelangen, ob sie als Sterne oder als neblige Verdichtungen aufzufassen sind.

Auf ihre Verbindung mit dem äußeren' Ring durch Nebelstreifen ist schon hingewiesen; manche erscheinen sehr scharf und sternartig, manche dagegen verwaschen und neblig, besonders in dem Nebel N.G.C. 6572. Wie hier vorgreifend zu bemerken ist, ist zwar das Spektrum dieser Kerne kontinuierlich, nach Keeler aber treten hierin die Nebellinien als verstärkte Knoten auf; bei N. G. C. 6572 verläuft sich auch das kontinuierliche Spektrum des Kerns allmählich in dasjenige der umgebenden Nebelmasse. Nach alledem dürfte man wohl den Kern als eine relativ sehr stark verdichtete Nebelmasse ansehen, die aber von sehr geringem Durchmesser ist, so daß sie in vielen Fällen als Stern erscheint. Es besteht hier eine gewisse Analogie zwischen diesen Nebelkernen und den fixsternartigen Kernen vieler Kometen.

Wegen der Kleinheit der photographischen Bilder der planetarischen Nebel sind dieselben für die Reproduktion, die in stark vergrößertem Maßstabe

stattfinden müßte, recht ungeeignet; es ist deshalb an dieser Stelle davon abgesehen worden.

Einen ihrer größten Triumphe hat die Himmelsphotographie auf dem Gebiet der großen Nebel errungen. Die ungefähre Ausdehnung derselben und die Hauptformen waren bereits durch die direkte Betrachtung in großen Fernrohren festgelegt; aber alles andere, besonders die feinere Struktur, das Gesetzmäßige, was in den sonst meist ganz chaotisch gestalteten Nebeln vorhanden ist, ist erst durch die Photographie zutage gefördert worden. Dabei sind es anfangs kleine unscheinbare Instrumente gewesen, einfache Porträtlinsen, die zur Verwendung gelangten, und erst in den letzten Jahren ist man auf die Verwendung größerer Reflektoren von parabolischer Form und kurzer Brennweite gekommen, die auf diesem Gebiete Unübertreffliches leisten.

Es mögen hier die Aufnahmen einiger der interessantesten Nebel reproduziert und kurz besprochen werden.

1. Der Nebel um η Argus. (Tafel XVII.) Dieser am südlichen Himmel gelegene Nebel ist von Gill am Kap der Guten Hoffnung mit einer Expositionszeit von 25 Stunden (auf mehrere Nächte verteilt) mit einem photographischen Refraktor von 34^{cm} Öffnung und 3,4^{m} Brennweite aufgenommen worden. Der Nebel erstreckt sich über eine Fläche von etwa 4 Quadratgrad und ist von vollständig unregelmäßiger, zerrissener Gestalt. Auffallend sind die Kontraste zwischen sehr hellen Nebelteilen und dicht dabei befindlichen dunklen, wie es scheint, ganz nebelfreien Stellen. Über die wahre Gestalt dieses Nebels im Raume lassen sich nicht einmal Vermutungen aufstellen.

2. Der Orionnebel. Der Orionnebel, der bekannteste und schönste aller großen Nebel, ist bereits mit bloßem Auge als matter, verwaschener Fleck erkennbar. In Fernrohren mittlerer Größe erscheint er etwa wie auf Tafel XVIII nach einer Aufnahme von Scheiner mit dem photographischen Refraktor der Potsdamer Sternwarte ($3\frac{1}{2}$ Stunden Expositionszeit). In seinem hellsten Teile zeigt der Nebel eine ausgesprochen wolkige Struktur, die auf der Aufnahme wegen Überexposition nicht mehr zu erkennen ist. Aus demselben Grunde sind auch die helleren Sterne innerhalb des Nebels, besonders das bekannte Trapez, nicht sichtbar.

Es hält schwer, sich nach dieser Aufnahme eine Vorstellung von der wahren Gestalt des Nebels zu bilden. Gesetzmäßiges ist nur in den vom hellsten Teile ausgehenden gekrümmten Streifen zu erkennen, von denen zu vermuten steht, daß sie sich bei größerer Lichtstärke zum Ringe zusammenschließen werden. Das ist nun auch tatsächlich der Fall, wie die Aufnahme auf Tafel XIX lehrt, die mit einem außerordentlich lichtstarken Reflektor von 2 Fuß Öffnung und 8 Fuß Brennweite auf der Yerkes-Sternwarte von Ritchey aufgenommen worden ist, und zwar bei einer Expositionszeit von nur einer Stunde. Hier erkennt man deutlich, wie sich die gekrümmten Strahlen zu Ringen von allerdings im einzelnen sehr un-

regelmäßiger Form zusammenschließen. Die ringförmige Gestalt des Nebels wird aber schwerlich seine wahre sein; es ist viel wahrscheinlicher, daß die Streifen nicht in einer Ebene liegen sondern einen unregelmäßig gestalteten Hohlraum umschließen. Die Grundform des Orionnebels wäre hiernach eine Kugelschale, die an einer Stelle eine ganz außerordentlich starke Verdichtung aufweist, von welcher die die Kugelschale bildenden Streifen ausgehen.

Wenn man sich übrigens eine Vorstellung von den wahren Verhältnissen machen will, so muß man sich vergegenwärtigen, daß der auf einer Reproduktion auf Papier zu erzielende Kontrast nicht annähernd richtig ist. Man hat sich vorzustellen, daß die Helligkeit der hellsten Nebelpartien mehrere hundertmal stärker ist als diejenige der den Ring bildenden Streifen. Ließe man letzteren die Helligkeit, die sie auf der Tafel haben, so müßte die hellste Stelle ein das Auge blendendes Licht aussenden. Es ist diese Bemerkung auch für die meisten anderen reproduzierten Nebelaufnahmen gültig.

Es befinden sich im Orionnebel viele hellere und schwächere Sterne, von denen man zunächst nicht weiß, ob sie zum Nebel physisch gehören, oder ob sie sich vor oder hinter demselben befinden und nur zufällig auf ihn projiziert erscheinen. Daß letzteres bei der Mehrzahl dieser Sterne der Fall sein wird, ist selbstverständlich und folgt aus der Vergleichung der auf einer gegebenen Fläche befindlichen Zahl der Sterne innerhalb des Nebels und in seiner nächsten Umgebung. Die Tatsache, daß sich ein Stern an einer durch Helligkeit hervorragenden Stelle des Nebels befindet, genügt keineswegs zur Annahme einer physischen Verbindung; sie kann ganz zufällig sein. Es ist vielmehr erforderlich, daß die feine Struktur des Nebels einen unzweideutigen Zusammenhang mit dem Ort des Sternes zeigt, und das läßt sich auf photographischem Wege dadurch feststellen, daß man eine Anzahl von Aufnahmen von sehr verschiedener Expositionszeit mit einander vergleicht. Auf diesem Wege ist es Scheiner gelungen, den Zusammenhang einiger Sterne innerhalb des Orionnebels mit dem Nebel selbst mit großer Wahrscheinlichkeit nachzuweisen. So befinden sich z. B. ziemlich scharfe halbkreisförmige Nebelstreifen im Orionnebel (der eine im Trapez, der andere in den äußeren Teilen), deren beiden Enden ganz exakt mit je einem Stern zusammenfallen, so daß es sich um vier gleichartige Erscheinungen handelt, wodurch der Zufall ganz ausgeschlossen erscheint. Auf Tafel XVIII befindet sich innerhalb der isolierten kleineren Nebelpartie ein heller Stern. Die ersten Spuren dieses Nebels bei möglichst geringer Expositionszeit bestehen aus zwei vom Stern ausgehenden Streifen, die sich fächerförmig ausbreiten. Der schon durch die zentrale Lage des Sterns im Nebel einigermaßen wahrscheinlich gemachte physische Zusammenhang ist hierdurch zur Gewißheit erhoben.

Der Nachweis einer physischen Verbindung zwischen Nebel und Stern ist aber nicht bloß von astrophysikalischem Interesse, sondern auch von rein

astronomischem, indem er einen Schluß auf die Entfernung des betreffenden Nebels erlaubt, wenigstens der Größenordnung nach: Der Nebel muß sich nämlich innerhalb unseres Fixsternsystems befinden und nicht außerhalb desselben, wie man schon häufig angenommen hat, und wie es bei einer gewissen Klasse der Nebel oder vielmehr Sternhaufen wahrscheinlich der Fall ist.

3. Die Plejadennebel. Das belehrendste Beispiel des Zusammenhanges zwischen Nebeln und Sternen bilden die Plejadennebel, die auch in anderer Beziehung großes Interesse gewähren. Aus direkten Beobachtungen in lichtstarken Instrumenten war es schon bekannt, daß einige hellere Sterne der bekannten Plejadengruppe mit Nebel umgeben sind. Photographische Aufnahmen haben nun zu ganz unerwarteten Resultaten geführt. Einige der Plejadensterne, besonders Merope und Maja, sind mit Nebelhüllen umgeben, die eine ausgesprochen faserige Struktur besitzen. Die Fasern sind unter sich parallel, verlaufen aber teilweise gekrümmt; ihre Richtung ist bei den einzelnen Nebeln eine verschiedene. Dabei ist der ganze Hintergrund von einem faserigen oder streifigen Netzwerk komplizierter Struktur bedeckt; einzelne dieser Streifen sind ziemlich hell und scharf, ihr Zusammenhang mit Sternen scheint unzweifelhaft. Einen Einblick in diese Nebelgebilde gewährt die Reproduktion (Tafel XX) einer Aufnahme von Ritchey mit dem Reflektor der Yerkes-Sternwarte.

Auch hier läßt sich ein direkter Zusammenhang zwischen Stern und Nebel konstatieren, obgleich dies kaum noch notwendig sein dürfte. Bei kurzen Expositionszeiten erscheint nämlich vom Merope-Nebel nur eine einzige kurze, aber helle Faser, die stielartig genau vom Ort des Sterns ausgeht.

Das Interesse, welches die Plejadengruppe mit ihren seltsamen Nebeln erweckt, wird nun noch bedeutend vermehrt durch den von Barnard und Wolf gefundenen Umstand, daß diese Gruppe in weitem Umkreise über viele Quadratgrade hin mit schwachen Nebelmassen von äußerst komplizierter Struktur umgeben ist. Diese sogenannten Außennebel der Plejaden sind von solcher Lichtschwäche, daß sie nur bei vielstündigen Aufnahmen mit den lichtstärksten Instrumenten zur Abbildung gelangen, und auch dann nur so schwach, daß eine direkte Reproduktion nicht möglich ist. Wolf hat nach einigen Aufnahmen eine Zeichnung der Außennebel verfertigt, die in Fig. 179 reproduziert ist. Die Hauptfigurationen der Nebel sind richtig und getreu wiedergegeben, in bezug auf Einzelheiten bleibt dagegen vieles unsicher und zweifelhaft. Eine etwas weniger detailreiche Zeichnung von Calvert nach photographischen Aufnahmen von Barnard stimmt in den allgemeinen Zügen vollständig mit der Wolfschen überein. Wir haben es hier jedenfalls mit einem außerordentlich großen Nebelsystem zu tun von allerdings äußerster Verdünnung, in dessen Mitte sich die Plejadengruppe befindet, von welcher einzelne Sterne mit sehr verdichteter Nebelmaterie umgeben sind, und dieses ganze Nebelgebilde befindet sich innerhalb unseres speziellen Fixsternsystems.

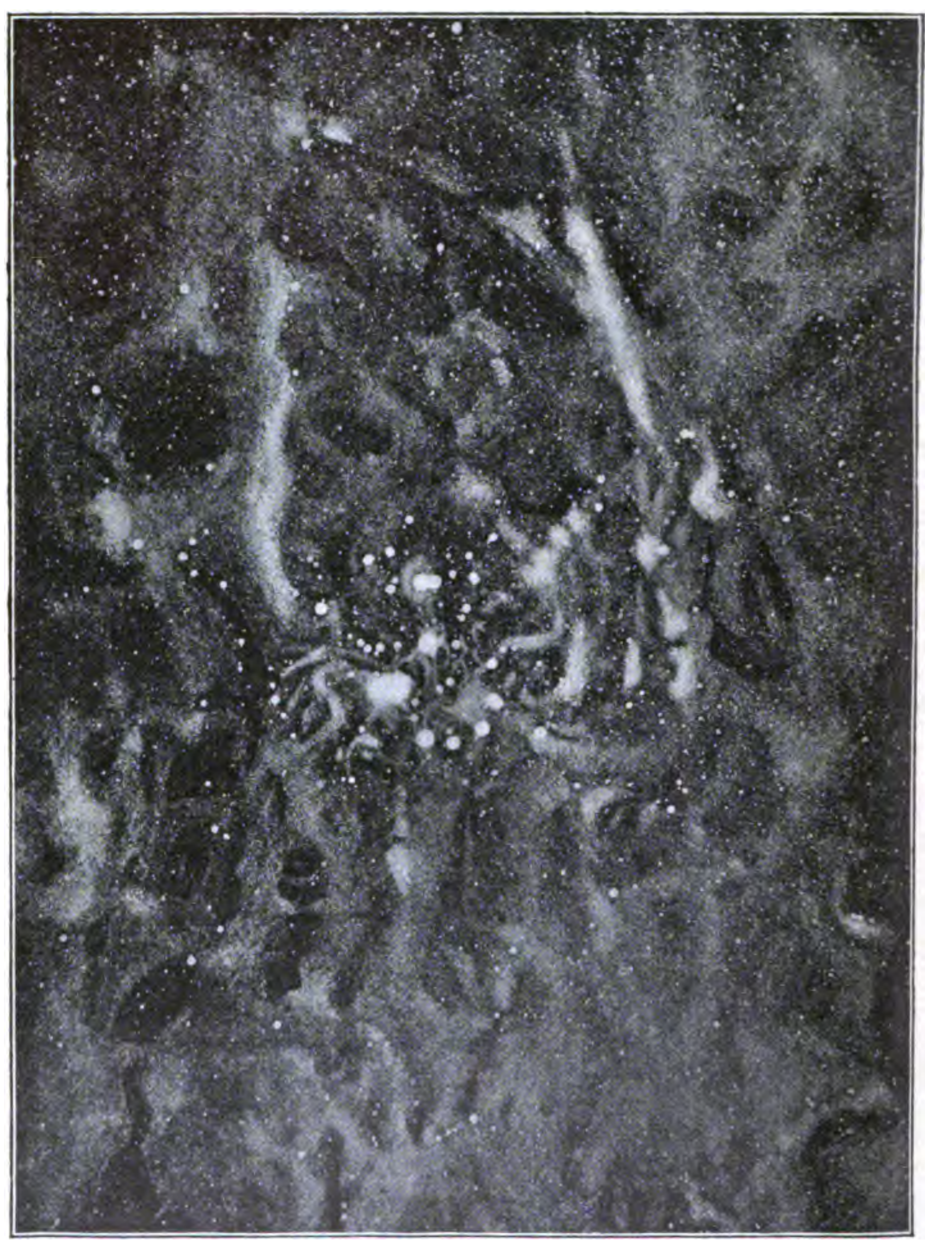


Fig. 179.

4. **Nebel N. G. C. 6992 im Schwan.** Ein ganz merkwürdiges Objekt ist der auf Tafel XXI (vor dem Titelblatt) reproduzierte Nebel nach einer Aufnahme von Ritchey mit dem Reflektor der Yerkes-Sternwarte. Dieser

Nebelstreifen erstreckt sich über eine Länge von $1^1/_3{}^0$ und besteht aus feinen Fasern, die in komplizierter Weise, stellenweise spiralig, mit einander durchflochten sind; man wird hierbei an Formen erinnert, wie sie bei Zirrusstreifen vorkommen. Das Gebilde befindet sich in einer sehr sternreichen Gegend, und die Sterndichtigkeit scheint innerhalb des Nebels nicht größer zu sein als außerhalb. Immerhin sind einzelne Sterne vorhanden, von denen Nebelstreifen in auffälliger Weise ausgehen; sie erscheinen auf der Aufnahme so, als ob kleine Pünktchen nach einer Seite hin verwischt wären; bei der großen Zahl der Sterne ist aber auch noch ein zufälliges Zusammentreffen möglich.

Die großen Nebel bieten seit ihrer Erschließung durch die Photographie in ihren phantastischen Gestalten die interessantesten, aber auch unverständlichsten Objekte des gestirnten Himmels dar. Vergeblich bemüht sich der sinnende Verstand, ihre Formen und Gestaltungen nach bekannten physikalischen oder mechanischen Grundsätzen zu deuten; aber nur reine Willkür oder Zufall scheint sie hervorgebracht zu haben.

Schon d'Arrest hat darauf aufmerksam gemacht, daß die bei weitem größte Zahl der großen Nebel und die planetarischen Nebel, also die eigentlichen Gasnebel, innerhalb der Milchstraße liegen, während dies für die Sternhaufen keineswegs zutrifft. So liegen von den 79 Gasnebeln des auf Seite 559 gegebenen Verzeichnisses 61 oder nahe 80% innerhalb der Milchstraße oder wenigstens in unmittelbarer Nähe, d. h. die Verteilung der Gasnebel am Himmel befolgt dasselbe Gesetz wie die der Sterne. Das ist die allgemeine Bestätigung der bereits bei den großen Gasnebeln gefundenen speziellen Beziehungen zu Sternen.

Das Spektrum der Nebelflecken. Das Spektrum der Nebelflecken besteht aus einem kontinuierlichen Spektrum und hellen Linien. Über das Helligkeitsverhältnis zwischen kontinuierlichem und Linien-Spektrum läßt sich im allgemeinen nichts angeben, da dieses Verhältnis mit der Dispersion des Spektroskops variiert. Bei sehr schwacher Dispersion ist das kontinuierliche Spektrum relativ hell; bei starker Dispersion wird es sehr schwach und kann sogar ganz verschwinden, während die Helligkeit des Linienspektrums nahe konstant bleibt und nur in geringem Maße bei stärkerer Dispersion abnimmt, wegen der dabei vermehrten Absorptions- und Reflexionsverluste. Daß aber das Helligkeitsverhältnis beider Spektralarten bei den verschiedenen Nebeln ein verschiedenes ist, kann keinem Zweifel unterliegen; in einzelnen Nebeln fehlt das kontinuierliche Spektrum vielleicht gänzlich. Das Linienspektrum besteht im optischen Teile wesentlich aus drei Linien, bei den Wellenlängen λ 5007, 4959 und 4862, von denen die erste Linie stets die hellste ist. Daß die dritte dieser Linien mit der $H\beta$-Linie des Wasserstoffs oder der F-Linie im Sonnenspektrum identisch ist, wurde gleich nach ihrer Entdeckung erkannt; dagegen ist es trotz sehr sorgfältiger Wellenlängenbestimmung bisher nicht gelungen, die Herkunft der beiden anderen Linien zu ermitteln. Man glaubte anfangs an die Identität der ersten Nebel-

linie mit der einen Komponente einer hellen Doppellinie des Stickstoffspektrums, später nahm Lockyer an, daß sie mit der hellen Kante eines Magnesiumbandes zusammenfalle. Durch die neueren, exakteren Messungen sind aber beide Annahmen nicht bestätigt worden; ebenso hat sich auch die Natur der zweiten Hauptnebellinie nicht feststellen lassen. Die Anwesenheit der Wasserstofflinie $H\beta$ ließ es als notwendig erscheinen, daß auch die anderen Wasserstofflinien im Nebelspektrum vorhanden seien, und in der Tat ist schon von den ersten Beobachtern die $H\gamma$-Linie, wenn auch nur als sehr schwache Linie erkannt worden. Die photographischen Aufnahmen der Nebelspektra haben auch die weiteren, im Violett gelegenen Linien des Wasserstoffs aufgedeckt, während die sonst so helle $H\alpha$-Linie im allgemeinen nicht zu sehen und nur in vereinzelten Fällen mit Mühe entdeckt worden ist. Es sind ferner im optischen und besonders im photographischen Spektrum noch viele schwächere Linien erkannt und zum Teil ihrer Natur nach festgestellt worden; bei manchen dieser Linien, die nur von einem Beobachter resp. nur auf einer Platte gefunden worden sind, ist aber ihre Realität sehr fraglich. In das folgende Verzeichnis der bisher bekannten Nebellinien sind diese fraglichen Linien nicht aufgenommen.

Wellenlänge	Intensität	Element	Beobachter
6563,05	Sehr schwach	$H\alpha$	Keeler, Campbell
5876	" "	He (D_3)	Copeland, Keeler, Campbell
5400:	" "	—	Keeler, Campbell
5183	" "	—	Vogel, Campbell
5007,06	Sehr hell	— 1. Hauptlinie	Huggins
4959,02	Hell	— 2. Hauptlinie	Huggins
4861,50	Hell	$H\beta$ 3. Hauptlinie	Huggins
4687	Schwach	—	Huggins, Copeland, Campbell
4472,6	Schwach	He	Copeland, Campbell
4389	Ziemlich hell	He	
4340,66	Ziemlich hell	$H\gamma$	Huggins, Vogel
4230			
4145	Schwach	He?	Huggins, Campbell
4122	Schwach	He?	Huggins, Campbell
4101,85	Sehr hell	$H\delta$	Draper, Campbell
4067			
4026	Schwach	He	Campbell
3969	Hell	$H\varepsilon$	Campbell
3889	Hell	$H\zeta$ und He	Huggins, Campbell
3868	Ziemlich hell	He	Huggins, Campbell
3836	" "	$H\eta$	Campbell
3795	" "	$H\vartheta$	Campbell
3727	Sehr hell	—	Huggins, Campbell

Es geht aus dieser Tafel hervor, daß die Nebelflecken aus mindestens drei verschiedenen Gasen bestehen, von denen Wasserstoff und Helium bekannt sind; daß die übrigen Linien sämtlich demselben unbekannten Gase angehören sollten, ist wenig wahrscheinlich; es werden wohl mehrere unbekannte Gase vorhanden sein.

Eine besondere Aufmerksamkeit ist nun dem Verhalten des Wasserstoffspektrums in den Nebelflecken zugewendet worden. In dem gewöhnlichen Wasserstoffspektrum einer Geißlerschen Röhre ist die rote Hα-Linie die hellste, an zweiter Stelle kommt die Hβ-Linie, und dann folgen die Linien nach Blau, soweit sie überhaupt optisch wahrnehmbar sind. In den Nebelfleckspektren verhält sich das Wasserstoffspektrum aber vollständig anders. Hier ist die Hβ-Linie die hellste, dann folgt die Hγ-Linie, und die Hα-Linie ist meist gar nicht, jedenfalls nur äußerst schwach sichtbar. Man hat bis in die jüngste Zeit vielfach angenommen, daß diese Abweichung durch einen physikalischen Unterschied der Bedingungen, unter denen der Wasserstoff in den Geißlerschen Röhren und in den Nebeln leuchtet, verursacht sei. Ein solcher Unterschied der Bedingungen ist ja sicherlich vorhanden. In den Geißlerschen Röhren leuchtet der Wasserstoff durch die Wirkung elektrischer Entladungen; die äußere Temperatur ist eine relativ hohe, und die Dichtigkeit des Gases ist trotz der Verdünnung noch recht beträchtlich. In den Nebelflecken ist die Erregungsursache des Leuchtens gänzlich unbekannt; die äußere Temperatur ist sehr tief, diejenige des Weltraums, und die Gasdichtigkeit muß eine über alle Vorstellung geringe, jedenfalls viel tausendmal geringere sein als in den Geißlerschen Röhren. Die Leuchterregung ist an sich infolge der starken Verdünnung überaus schwach; sie kommt nur durch die enorme Dicke der leuchtenden Schichten, die nach vielen Millionen von Kilometern zählen muß, zur Sichtbarkeit. Die gleichen Bedingungen wie im Weltraum lassen sich natürlich im Laboratorium nicht herstellen, wohl aber kann man einzelnen derselben nahe kommen.

Zunächst hat schon Zöllner theoretisch gezeigt, daß jedes Linienspektrum durch Abschwächung seines Lichts infolge von Temperaturerniedrigung oder von Verdünnung der Gase oder schließlich durch Verminderung der Dicke der leuchtenden Schicht auf eine einzige Linie reduziert werden kann. Experimentell läßt sich die Abnahme der Schichtendicke oder die ganz objektive Lichtabschwächung durch Vergrößerung der Entfernung oder durch Einschalten neutral absorbierender Gläser am einfachsten herstellen, und auf diesem Wege konnten Lockyer und Frankland bereits 1868 das Wasserstoffspektrum auf die einzige Hβ-Linie beschränken. Huggins zeigte, daß durch subjektives Abschwächen von dem komplizierten Stickstoffspektrum schließlich nur eine einzige Linie im Grün übrig blieb.

Der zweiten Bedingung, der niedrigen äußeren Temperatur, kann man im Laboratorium ebenfalls nahe kommen. So hat Koch schon 1889 nachgewiesen, daß Wasserstoff bei einer äußeren Temperatur von -80° bis -100°, die durch eine Mischung von fester Kohlensäure mit Äther erzeugt wurde, keine Veränderung seines Spektrums zeigt. Mit Hilfe der verflüssigten Luft hat Scheiner diese Untersuchung bis zu -200° ausdehnen können, und zwar in der folgenden Weise: Die Geißlersche Wasserstoffröhre wurde direkt in die flüssige Luft eingetaucht, und ihre Leuchterregung fand in dem Felde eines Teslaschen Hochspannungs-Transformators statt; diese Er-

regung wurde zur Vermeidung von Temperaturerhöhung durch das glühende Gas selbst nur durch einzelne Entladungen herbeigeführt, wobei das aufblitzende Spektrum beobachtet wurde. Da der Raum oberhalb der flüssigen Luft vermittels einer Luftpumpe ständig evakuiert wurde, so dürfte die äußere Temperatur des Wasserstoffgases tatsächlich nicht oberhalb —200°, also dem absoluten Nullpunkt schon recht nahe, gelegen haben. Irgend eine Veränderung in der relativen Helligkeit der Wasserstofflinien war aber nicht zu erkennen. Es steht dieses Ergebnis übrigens vollständig im Einklang mit den neueren Anschauungen über das Leuchten elektrisch erregter Gase, nach welchen die Lichtemission, welche das Linienspektrum liefert, durch Bewegungen innerhalb der einzelnen Moleküle erfolgt, also unabhängig von der äußeren Temperatur ist.

Da die Ursache des Leuchtens der Nebelflecken nicht bekannt ist, so bietet eine experimentelle Untersuchung über den Einfluß verschieden starker Leuchterregungen auf das Helligkeitsverhältnis der Wasserstofflinien unüberwindliche Schwierigkeiten. Das einzige, was sich erreichen läßt, ist die Herstellung verschieden starker elektrischer Leuchterregung, und hierüber hat Scheiner ebenfalls einige Versuche angestellt. Im Spektralphotometer wurden mit Hilfe des Okularspaltes aus dem kontinuierlichen Spektrum der Petroleumflamme an der Stelle der $H\alpha$- und $H\beta$-Linien feine künstliche Linien herausgeblendet, deren Aussehen demjenigen der Wasserstofflinien in einer engen Kapillare entsprach; es wurden nun die Helligkeitsunterschiede der künstlichen gegen die Wasserstofflinien gemessen, einmal bei der Leuchterregung durch einen starken Induktor, das andere Mal durch schwache elektrische Wellen. Im letzteren Falle war die Intensität nur $^1/_{50}$ von derjenigen bei Verwendung des Induktors; trotzdem konnte eine Änderung der relativen Intensität der beiden Wasserstofflinien nicht konstatiert werden.

Die erwähnten Untersuchungen haben also keinen Anhalt geliefert, daß sich durch Änderungen der Versuchsbedingungen merkliche Veränderungen der relativen Helligkeit der Wasserstofflinien $H\beta$ und $H\alpha$ erzielen lassen, und es bleibt daher die experimentell nachgewiesene Umkehr dieses Verhältnisses bei starker subjektiver Lichtabschwächung als eine rein physiologische Wirkung zu erklären. Diese Erklärung ist von Ebert und später unabhängig und auf anderem Wege von Scheiner gefunden worden. Sie beruht auf dem schon mehrfach erwähnten Purkinjeschen Phänomen, welches besagt, daß die für normale Augen bei großer Intensität im Gelb gelegene Maximalempfindlichkeit des Auges mit abnehmender Helligkeit sich einer im Grün gelegenen Stelle des Spektrums nähert. Diese Verschiebung des Maximums wirkt natürlich auch auf die benachbarten Spektralteile: Während Rot bei großer Lichtintensität heller erscheint als Grün, kehrt sich dieses Verhältnis bei sehr geringen Intensitäten, wie sie die Nebellinien zeigen, vollständig um. Wie stark die entstehenden Änderungen sind, zeigen die Scheinerschen Versuche, die folgendermaßen angestellt wurden: Eine Geißlersche Wasserstoffröhre wurde in der deutlichen Sehweite aufgestellt und durch ein gerad-

sichtiges Prismensystem betrachtet. Die Kapillare der Röhre erschien dann dreifach, als rote, grüne und blaue Wasserstofflinie, von denen stets die rote als die hellste auftrat. In den Strahlengang wurden zwei Nikolsche Prismen eingeschaltet, von denen eines in meßbarer Weise gedreht werden konnte, wobei jede beliebige Abschwächung zu erzielen war. Beim Abschwächen trat nun bei einer gewissen Intensität Gleichheit der roten und grünen Linie ein, dann verschwand $H\alpha$ und zuletzt $H\beta$. Es zeigte sich, daß bei normalen Augen das Licht nach dem Verschwinden von $H\alpha$ noch um das 8- bis 30fache vermindert werden mußte, ehe $H\beta$ verschwand. Bei einem farbenblinden Auge wuchs dieses Verhältnis sogar bis zum 150fachen.

Es ist daher der Satz aufzustellen: Die überaus geringe Intensität der $H\alpha$-Linie im Wasserstoffspektrum der Nebelflecken beruht auf rein physiologischen Gründen, und es ist daher nicht tunlich, hieraus irgendwelche Schlüsse über die physikalischen Bedingungen, unter denen das Leuchten in diesen Himmelskörpern stattfindet, zu ziehen.

Von den ersten Beobachtern der Nebelfleckspektra ist schon erkannt worden, daß die Helligkeitsverhältnisse zwischen den drei Hauptnebellinien nicht in allen Nebeln dieselben sind, und es sind von ihnen allgemein gehaltene Schätzungen dieser Verhältnisse angegeben worden. Man hat, besonders in späterer Zeit, sich bemüht, diese Helligkeitsschätzungen zahlenmäßig anzugeben, ein Versuch, der nach den uns bekannten photometrischen Prinzipien zu keinem brauchbaren Resultat führen kann. Wenn die Helligkeitsunterschiede sehr gering wären, so wäre eine derartige Schätzungsmethode, nach Art der Argelanderschen (siehe S. 225), mit Erfolg anwendbar; bei größeren Helligkeitsdifferenzen aber läßt sich mit dem Auge allein nicht messen. Zu generellen Resultaten können dagegen Schätzungen führen, und so ist Keeler zu dem Ergebnisse gekommen, daß in allen von ihm beobachteten Nebeln das Verhältnis zwischen der ersten und der zweiten Linie konstant sei, während die dritte Linie sich sehr verschieden verhalte. Scheiner und Wilsing haben nun bei einer Anzahl von helleren Nebeln durch strenge Messungen mit dem Spektralphotometer die Helligkeitsverhältnisse der drei Nebellinien ermittelt und sind in Übereinstimmung mit Keeler zu dem Resultat gelangt, daß das Verhältnis zwischen der ersten und der zweiten Hauptnebellinie tatsächlich bei allen untersuchten Nebeln konstant ist, dasjenige dagegen von der ersten zur dritten Linie stark variiert. In dem folgenden Täfelchen ist das Helligkeitsverhältnis zwischen der ersten und der dritten Linie im Orionnebel, wo es am größten ist, gleich 1 gesetzt; für die anderen Nebel ergaben sich dann die Werte in der ersten Tabelle auf der nächsten Seite.

Während sich die hier mitgeteilten Unterschiede der Helligkeitsverhältnisse bei den verschiedenen Nebeln einwandfrei durch spektralphotometrische Beobachtungen ermitteln lassen, ist dies nicht der Fall bei der Ermittelung der Helligkeitsverhältnisse selbst. Das würde sich nur durch Messung der Wärmestrahlung der einzelnen Linien bestimmen lassen, also etwa mit Hilfe des Bolometers; aber bei den überaus schwachen Strahlungen der zuweilen

Nebel	Helligkeits-verhältnis	Nebel	Helligkeits-verhältnis
Orionnebel	1,00	N. G. C. 6210	0,47
N. G. C. 6543	0,75	7662	0,40
6826	0,61	7027	0,30
6572	0,55	6790	0,29
6891	0,48		

kaum sichtbaren Nebellinien ist hieran gar nicht zu denken. Dagegen kann man auf spektralphotometrischem Wege das „physiologische Helligkeitsverhältnis" bestimmen, d. h. den Betrag ermitteln, um das Wievielfache die eine Linie heller als die anderen erscheint, also dasjenige, was man durch die Taxierungen zu erreichen versucht hat. Auch diese physiologischen Helligkeitsverhältnisse sind von Scheiner und Wilsing gemessen worden, und es hat sich ergeben, daß bei allen Nebeln die erste Linie viermal so hell ist als die zweite. Für die entsprechenden Verhältnisse zwischen der ersten und der dritten Nebellinie wurden bei den verschiedenen Nebeln die folgenden Werte gefunden.

Nebel	Physiologisches Helligkeits-verhältnis	d'Arrest
Orionnebel	11 : 1	
N. G. C. 6543	15 : 1	2 : 1
6826	17 : 1	
6572	21 : 1	
6891	23 : 1	
6210	23 : 1	5 : 1
7662	27 : 1	
7027	36 : 1	
6790	40 : 1	

In der mit d'Arrest überschriebenen Kolumne sind die auf Schätzungen beruhenden Zahlen angegeben, welche dieser Beobachter erhalten hat. Sie liefern die Bestätigung des oben Gesagten, daß derartige Zahlenschätzungen keinen Wert haben; denn wenn auch d'Arrest richtig erkannt hat, daß das Helligkeitsverhältnis bei N. G. C. 6543 kleiner ist als bei N. G. C. 6210, sind seine Taxierungen selbst um das Vier- bis Siebenfache zu klein. Nach demselben Beobachter beträgt das Helligkeitsverhältnis der ersten zur zweiten Linie, welches oben zu 4 : 1 ermittelt ist, 5 : 3, ist also ebenfalls um das Siebenfache zu klein.

Die als sicher konstatiert zu betrachtende Tatsache, daß das Helligkeitsverhältnis von der ersten zur dritten Linie bei den verschiedenen Nebeln variiert, während dasselbe von der ersten zur zweiten konstant ist, ist nicht ohne Bedeutung für unsere Erkenntnis in betreff der Nebelflecken. Es ist hierdurch festgestellt, daß der Wasserstoff, welchem die dritte Linie angehört, bei den verschiedenen Nebeln sich nicht unter den gleichen Bedingungen befindet, und es kann wohl kaum einem Zweifel unterliegen, daß hierbei die relative Menge des Wasserstoffs in die Erscheinung tritt: Es wird im Orionnebel mehr Wasserstoff im Verhältnis zu den übrigen Gasen vorhanden sein, als in den anderen Nebeln. Wenn aber in dem Gasgemisch, welches die Nebel bildet, die relative Menge des Wasserstoffs variiert, so wäre es kaum denkbar, daß auch in bezug auf andere Gase nicht derartige Verschiedenheiten vorkommen sollten, d. h. wenn die erste Linie einem anderen

Gase angehören sollte als die zweite, so wäre es ganz unwahrscheinlich, daß das Verhältnis der Mengen dieser beiden Gase überall konstant sein sollte. Die tatsächliche Konstanz des Helligkeitsverhältnisses spricht also mit großer Wahrscheinlichkeit dafür, daß beide Linien dem gleichen Gase ihre Entstehung verdanken. Die Natur dieses Gases ist uns, wie schon hervorgehoben, gänzlich unbekannt; jedenfalls aber ist seine Existenz nicht auf die Nebelflecken allein angewiesen, wie wir im nächsten Abschnitt gelegentlich der neuen Sterne kennen lernen werden.

Vielfache Untersuchungen sind darüber angestellt worden, ob in verschiedenen Teilen der ausgedehnten Nebel, besonders des Orionnebels, Unterschiede in den Helligkeitsverhältnissen der drei Nebellinien auftreten. Die Resultate der verschiedenen Beobachter stehen hier in scharfem Gegensatze zu einander, und die Frage kann zurzeit noch nicht als mit Sicherheit gelöst betrachtet werden. Die Beobachtungsschwierigkeiten selbst sind wegen der außerordentlichen Lichtschwäche der Nebellinien in schwächeren Nebelpartien sehr groß, besonders aber spielen hier, an der Grenze des Erkennens, physiologische Einflüsse eine bedeutende Rolle. Infolge des Purkinjeschen Phänomens treten mit abnehmender Helligkeit der verschiedenen Nebelteile Verschiebungen in den Helligkeitsverhältnissen der Nebellinien auf, die wohl zur Erklärung der von einigen Astronomen beobachteten Unterschiede ausreichen. Man hat daher auch geglaubt, auf objektivem Wege zur Entscheidung zu gelangen, indem man Aufnahmen des Orionnebels auf photographischen Platten, die für verschiedene Lichtarten empfindlich waren, und ferner unter Anwendung von Farbenfiltern gemacht hat. Hierbei zeigen sich deutlich wahrnehmbare Unterschiede; aber man hat hierbei dem Umstande, daß die photographische Platte je nach ihrer Beschaffenheit ebenfalls „physiologische" Unterschiede besitzt, wohl zu wenig Rechnung getragen. Auf der einen Platte wird das Intervall vom Niederschlage Null bis zur Maximalschwärzung durch einen viel geringeren Helligkeitsunterschied ausgefüllt als auf der anderen; infolgedessen verhalten sich die photographischen Intensitäten auf zwei verschiedenen Plattensorten ganz verschieden, auch wenn durch geeignete Wahl der Expositionszeiten bei einer gewissen Schwärzung Gleichheit erzielt ist.

Es dürfte hier die geeignete Stelle sein, darauf hinzuweisen, daß im allgemeinen von den beobachtenden Astronomen bisher zu wenig Rücksicht auf die physiologischen Eigentümlichkeiten des Auges genommen wird. Diese spielen wesentlich in der Photometrie eine sehr wichtige Rolle und hier gerade wieder bei der Beobachtung schwacher Objekte; sie beschränken sich aber keineswegs bloß auf Helligkeitsschätzungen, sondern können indirekt sogar Messungen beeinflussen. Ein charakteristisches Beispiel hierfür ist folgendes. Wenn man das Spektrum eines kleinen planetarischen Nebels mit weit geöffnetem Spalt beobachtet, so wird der Nebel selbst zum „Spalt", d. h. er erscheint, in entsprechender Weise wie bei den Protuberanzbeobachtungen, an der Stelle der drei Hauptnebellinien in seiner natürlichen Gestalt,

und man sieht also drei Nebelbilder neben einander, von denen das dritte, welches der Wasserstofflinie entspricht, am schwächsten ist. Es ist nun bei dem planetarischen Nebel in $5^h 22^m\!,9$ $-12° 46'$ bemerkt worden, daß der Durchmesser des Wasserstoffbildes merklich größer ist, als derjenige der beiden anderen Bilder, und man hat unmittelbar hieraus den Schluß gezogen, daß in dem Nebel der Wasserstoff sich weiter nach außen erstrecke als die anderen Gase. Die Beobachtung wird richtig sein; ihre physikalische und schwer verständliche Deutung wird aber besser durch eine physiologische Deutung auf Grund des Purkinjeschen Phänomens ersetzt. Während in den mittleren Teilen dieses Nebels eine verhältnismäßig große Helligkeit herrscht und daselbst die beiden ersten Linien merklich heller erscheinen als die dritte Linie, kann sich in den schwächeren Randpartien dieses Verhältnis umkehren — der Sinn der Umkehrung entspricht dem Purkinjeschen Phänomen —, und es wären alsdann diese äußersten Teile in der dritten Linie noch zu sehen, während sie für die anderen Linien bereits verschwunden sind; es muß also dann der Nebel in der dritten Linie einen größeren scheinbaren Durchmesser zeigen, als in den beiden anderen Linien.

Den schon mehrfach berührten Zusammenhang zwischen Nebeln und Sternen hat man auch auf spektroskopischem Wege zu begründen versucht, und zwar speziell bei den Sternen des Trapezes im Orionnebel. Die Hugginsschen Spektralaufnahmen, ebenso spätere von Scheiner, zeigen auf das deutlichste, daß bei Einstellung des Spektroskopspaltes auf einen Trapezstern die Nebellinien in dem kontinuierlichen Spektrum des Sterns verstärkt und als Knoten erscheinen, und Huggins hat hieraus den Schluß gezogen, daß diese Sterne außer dem kontinuierlichen Spektrum auch selbst die Nebellinien hell aufweisen, daß sie also tatsächlich zum Nebel gehören. Campbell hat dagegen durch direkte Beobachtungen festgestellt, daß die Spektra der Trapezsterne keine hellen Linien zeigen, wohl aber dunkle, z. B. auch die $H\beta$-Linie. Die hierdurch entstandene Streitfrage ist zweifellos dahin zu lösen, daß spektroskopische Aufnahmen nicht geeignet sind, eine Entscheidung hierüber zu geben, da auf ihnen normalerweise die hellen Nebellinien in den Sternspektren verstärkt erscheinen müssen, auch wenn die letzteren keine Spur von hellen Linien enthalten. Nehmen wir als ungünstigsten Fall an, die Trapezsterne befänden sich vor dem Orionnebel, dann würden sie wegen ihres verschwindend geringen scheinbaren Durchmessers doch keinen merklichen Teil des Nebels verdecken. Falls sie selbst nicht leuchtend wären, würde durch sie keine Unterbrechung der hellen Nebellinien verursacht werden. Das photographische Bild des leuchtenden Sterns ist aber von sehr merklichem Durchmesser, und es muß sich also sein kontinuierliches Spektrum auf das Licht der nicht unterbrochenen Nebellinien superponieren; man erhält demnach im kontinuierlichen Spektrum verstärkte Nebellinien.

Ist übrigens das kontinuierliche Spektrum so kräftig exponiert, daß es bereits völlige Schwärzung auf der Platte erzeugt hat, so wird eventuell ein merklicher Effekt durch die superponierten Linien nicht mehr bewirkt; es

mag dies eine Erklärung dafür sein, daß nicht alle spektrographischen Aufnahmen der Trapezsterne die Verstärkung aufweisen.

Die Photometrie der Nebelflecken. Die Helligkeitsbestimmungen von Nebelflecken sind bisher wenig zahlreich und zuverlässig. Es beruht dies zum Teil auf der Lichtschwäche, durch welche die Beobachtungen sehr erschwert und nur mit großen Instrumenten möglich werden, dann aber hauptsächlich auf den großen Verschiedenheiten in bezug auf Größe, Form und Verwaschenheit und auf der Anwesenheit hellerer Sterne. Im allgemeinen hat man sich daher auf bloße rohe Schätzungen beschränkt, etwa so, wie sie in den Herschelschen Katalogen sich vorfinden.

Der erste, der wirkliche Messungen angestellt hat, ist Huggins, indem er einige Nebel mit einer in großer Entfernung brennenden Kerzenflamme verglich. Er fand hierbei die folgenden Verhältnisse von Nebel zu Kerze: bei N. G. C. 7009 (planetarisch) $^1/_{1508}$, beim Ringnebel in der Leier $^1/_{6032}$ und beim Dumbbellnebel $^1/_{19604}$; hiernach würde der Ringnebel in der Leier 4mal schwächer, der Dumbbellnebel 13mal schwächer sein als der planetarische Nebel N. G. C. 7009.

Villiger hat die Helligkeiten einiger Nebel und Sternhaufen untereinander verglichen und findet folgende Helligkeitsverhältnisse.

Nebel	Helligkeit	Bemerkungen
N. G. C. 7009	1,00	
Andromedanebel	0,81	Sternhaufen
N. G. C. 7662	0,80	
N. G. C. 6826	0,93	
Sternh. Herkules	0,30	Sternhaufen
Ringnebel in der Leier	0,22	
Dumbbellnebel	0,10	

Wie man sieht, stimmen für den Ringnebel und den Dumbbellnebel die Resultate gut mit denjenigen von Huggins überein.

Aus ihren Helligkeitsmessungen an den drei Nebellinien haben Scheiner und Wilsing das Helligkeitsverhältnis der helleren Gasnebel nur unter Berücksichtigung des von der ersten und der zweiten Nebellinie ausgesandten Lichts bestimmt. Es ist hierbei also der Einfluß der dritten Linie vernachlässigt, was aber bei deren Lichtschwäche nur wenig ausmachen dürfte, ferner aber derjenige des Lichts, welches das kontinuierliche Spektrum erzeugt; es läßt sich nicht a priori beurteilen, um wieviel dadurch die wahren Verhältnisse geändert sind. Sie erhielten beistehende Werte in Größenklassen und Helligkeiten.

In der letzten Kolumne sind die Helligkeitsbestimmungen Pickerings, die aus der folgenden Tabelle reduziert sind, beigeschrieben; die wenig gute Übereinstimmung deutet darauf hin, daß der Einfluß des kontinuierlichen Spektrums nicht vernachlässigt werden darf.

Nebel	Größenklassen	Helligkeitsverhältnis	Pickering. Größenklassen
N. G. C. 6572	1,00m	1,00	1,00m
N. G. C. 7027	1,87	0,45	1,51
N. G. C. 6210	2,07	0,36	2,70
N. G. C. 6573	2,31	0,30	2,38
N. G. C. 7662	2,68	0,21	3,75
N. G. C. 6790	2,73	0,20	—
Orionnebel	3,26	0,12	
N. G. C. 6826	3,47	0,10	3,93
N. G. C. 6891	3,90	0,07	—

Pickering hat in neuerer Zeit zahlreiche photometrische Messungen an Nebelflecken angestellt, in der Weise, daß er das Bild eines Sterns durch Verschiebung des Fokus solange in eine immer größer werdende Scheibe auszog, bis die Flächenhelligkeit dieser Scheibe gleich derjenigen des Nebels resp. der hellsten Stelle des Nebels wurde. Durch Reduktion auf eine Scheibe von 1′ Durchmesser wurde das Material homogen gemacht, so daß die angegebenen Größen diejenige Gesamthelligkeit des Nebels bezeichnen, welche eine Scheibe desselben von 1′ Durchmesser aussenden würde. Da die meisten der Nebel (alle planetarischen) viel kleiner sind, so sind die angegebenen Größen beträchtlich höher, als der Wirklichkeit entspricht. So ist z. B. angegeben als Größe des Nebels N. G. C. 7027 4,39^m; der Durchmesser desselben ist aber nur 8″; die Gesamthelligkeit, die er ausstrahlt, ist also 56mal oder 4½ Größenklassen geringer, d. h. in Wirklichkeit wirkt er wie ein Stern der 9. Größe.

Die von Pickering gefundenen Größen der Nebelflecken sind die folgenden.

N. G. C.	Größe	N. G. C.	Größe	N. G. C.	Größe
1501	10,31 m	5576	8,98 m	6720	7,73 m
1535	6,12	5577	12,95	6772	12,46
2022	8,95	5746	11,13	6781	11,10
2438	10,32	5846	8,12	6818	6,81
2440	7,08	5904	6,10	6826	6,81
2818	10,15	6210	5,58	6853	9,60
3132	8,70	6229	7,77	6894	11,23
3242	5,97	6369	9,05	6905	8,94
3310	9,29	6543	5,26	7009	4,89
3587	11,07	6553	9,55	7026	9,45
5144	11,05	6563	9,82	7027	4,39
5247	10,82	6572	2,88	7302	11,18
5493	6,97	6629	7,22	7662	6,63
5574	10,87	6643	12,18		

Man gewinnt aus diesen Zahlen ein recht anschauliches Bild von der im allgemeinen sehr geringen Lichtstärke der Nebelflecken; es sind manche derselben, deren Flächenhelligkeit geringer ist als diejenige des auf eine Bogenminute ausgezogenen Bildes von Sternen der 10. bis 12. Größe, und dabei ist zu bedenken, daß die hier aufgeführten Objekte noch sämtlich zu den helleren Nebeln gehören, die gut sichtbar sind.

Von besonderem Interesse, aber auch von ganz besonderer Schwierigkeit, ist die Frage nach einer zeitlichen Veränderung der Helligkeit einzelner Nebel. Die Schwierigkeit ist hauptsächlich darin begründet, daß die betreffenden Nebel zu den verschiedenen Epochen mit den verschiedensten Instrumenten beobachtet worden sind. Bei ausgedehnten Objekten kann, wie wir dies kennen gelernt haben, ein kleines Fernrohr, vor allem ein kleiner Spiegel, viel lichtstärker sein als die größten Refraktoren. Ein kleiner Kometensucher mit dem Brennweitenverhältnisse von 1:8 ist fünfmal lichtstärker als der große Refraktor der Lick-Sternwarte mit dem Verhältnisse 1:18, soweit die Helligkeit des Brennpunktsbildes in Frage tritt. Da aber auch eine Ab-

hängigkeit von der Vergrößerung besteht, so sind in den meisten Fällen die Sichtbarkeitsverhältnisse so kompliziert, daß sie sich nachträglich wohl kaum feststellen und beurteilen lassen. Weiter kommen die Verschiedenheiten der Luftdurchsichtigkeit hinzu, in betreff deren leicht Täuschungen möglich sind; ferner spielt die Disposition des Beobachters eine sehr merkliche Rolle, so daß auch abweichende Beobachtungsergebnisse desselben Beobachters an demselben Instrument nicht ohne weiteres als reell betrachtet werden dürfen. Mit Recht hat Keeler darauf aufmerksam gemacht, daß bei einem der geschicktesten Nebelbeobachter, Tempel, direkt gröbere Irrtümer vorkamen, indem er an einer Stelle Nebel und Sterne aufgezeichnet hat, wo mit Sicherheit gar keine existieren, während an anderen Stellen wirklich vorhandene seiner Aufmerksamkeit entschlüpft sind. Von den meisten Astronomen wird die Variabilität eines Nebelflecks, des nach seinem Entdecker benannten Hindschen Nebels, als mit Sicherheit konstatiert angenommen. Und trotzdem müssen wir ernstliche Zweifel hieran äußern, da auch heute noch bei der historischen Darstellung der verschiedenen Beobachtungen wohl Nachdruck auf die Größe der verschiedenen Instrumente gelegt wird, aber durchaus nicht auf deren Lichtstärke. Der Hindsche Nebel befindet sich im Sternbilde des Stiers, ganz dicht neben dem veränderlichen Sterne T Tauri. Er besitzt einen Durchmesser von $1/2'$ und wurde von Hind 1852 entdeckt; in den folgenden Jahren wurde er von verschiedenen Beobachtern mit „zum Teil mäßigen Instrumenten" gut gesehen; d'Arrest hat ihn 1855 und 1856 als „sehr hell" bezeichnet. Schönfeld hat ihn 1861 nicht finden können, auch d'Arrest selbst nicht.

Im Lassellschen Reflektor und im Pulkowaer Refraktor blieb er noch sichtbar, doch wurde er 1868 auch in letzterem nicht gefunden. 1890 und 1895 wurde er von Burnham und Barnard im großen Refraktor der Lick-Sternwarte gesehen; später wurde er wieder nicht gefunden, während er 1900 in diesem Instrument von Aitken und Perrine wieder gesehen wurde. Keeler hat den Nebel 1899 mit dem lichtstarken Crossley-Reflektor photographisch aufgenommen.

Wie schon bemerkt, erscheint die Konstatierung der Variabilität auf Grund des vorstehend kurz skizzierten Materials doch recht unsicher; mit Ausnahme der d'Arrestschen Bemerkung „sehr hell", handelt es sich in allen anderen Fällen eigentlich nur um geringe Helligkeit und gänzliche Unsichtbarkeit. Erschwert werden die Beobachtungen jedenfalls noch durch die Nähe des hellen Sterns T Tauri; ob dessen Veränderlichkeit nicht teilweise die Ursache der verschieden guten Sichtbarkeit des Nebels ist, scheint bisher noch nicht untersucht worden zu sein.

Versucht man von der theoretischen Seite her die Lichtveränderung eines Nebelflecks sich ursächlich klar zu machen, so stößt man ebenfalls auf unüberwindliche Schwierigkeiten, weil die Ursache des Leuchtens selbst unbekannt ist. Was aber auch diese Ursache sein möge — wir werden gleich noch etwas näher darauf einzugehen versuchen —, so stellt jedenfalls ein

Nebelfleck eine außerordentlich ausgedehnte Stelle des Weltraums dar, welche mit Gasen im Zustande der höchsten Verdünnung erfüllt ist. Die Leuchterscheinung kommt in Schichten zustande, zu deren Durchquerung das Licht sicherlich Tage oder Jahre gebraucht, und nach allen unseren Vorstellungen ist es unwahrscheinlich, daß Änderungen der Ausstrahlung eintreten könnten, die in im Verhältnis zu diesen Dimensionen verschwindend kleinen Zeiträumen von einigen Jahren vor sich gehen müßten. Dabei muß daran erinnert werden, daß Veränderungen in den Formen von Nebelflecken bisher nicht bemerkt worden sind und auch gar nicht erkannt werden können, da nach den spektroskopischen Untersuchungen die Bewegungsgeschwindigkeiten der Gase in den Nebeln nur nach wenigen Kilometern zählen. Bei der Besprechung der neuen Sterne werden wir auf diese Fragen zurückkommen müssen.

Wenn wir im Laboratorium Gase zum Leuchten bringen wollen, so daß ihre spezifischen Linienspektra zur Sichtbarkeit gelangen, so stehen uns hierzu verschiedene Wege offen, bei denen die inneren Vorgänge aber im allgemeinen unklar sind.

Am einfachsten liegen die Verhältnisse in der Flamme. Alle festen Körper, in der Flamme oder sonst wie erhitzt, liefern eine reine Temperaturstrahlung, d. h. die Art ihrer Strahlung ist allein abhängig von der Temperatur und selbstverständlich von ihrem Emissionsvermögen. Einige Physiker nehmen an, daß in der Flamme die Gase ebenso eine reine Temperaturstrahlung liefern, also eine Strahlung, auf welche der Kirchhoffsche Satz anwendbar ist, und es ist zu bemerken, daß ein strenger Beweis gegen die Richtigkeit dieser Anschauung bisher nicht geliefert ist. Andere Physiker geben zwar zu, daß die Gasstrahlung der Flammen teilweise eine Temperaturstrahlung sei, daß aber das Leuchten teilweise auch durch chemische Prozesse bedingt sei, und dieser Anteil wird als Chemilumineszenz bezeichnet. Bei elektrischer Leuchterregung der Gase ist zwischen den verschiedenen Arten der Erregung zu unterscheiden. Nach E. Widemann und G. C. Schmidt ändert sich beim elektrischen Bogen mit der verschiedenen Intensität des Stromes zwar nicht die Temperatur der Kohlenelektroden, die konstant gleich der Verdampfungstemperatur der Kohle bleiben muß, wohl aber die Temperatur des Bogens selbst, und damit das Emissionsvermögen der Gase. Dabei ist übrigens die Temperatur an den verschiedenen Stellen des Bogens durchaus nicht die gleiche. Bei Funkenentladungen werden die Verhältnisse noch viel komplizierter und hängen von der Art der Funkenerzeugung, vom Medium, in welchem dieselbe stattfindet, und von mehreren anderen Bedingungen ab. Für gewöhnlich ist der Funke überhaupt nicht als etwas Einheitliches zu betrachten, sondern innerhalb desselben haben, wahrscheinlich auch mit zeitlichen Unterschieden, verschiedene Leuchterregungen statt. Von manchen Physikern wird hierbei eine Temperaturstrahlung gänzlich abgewiesen, doch sprechen verschiedene Untersuchungen der neueren Zeit wieder für das Vorhandensein einer solchen.

Eine dritte Art der Leuchterregung ist diejenige der Fluoreszenz, die erzeugt wird durch die Einwirkung der Lichtstrahlen einer anderen Quelle. Die Fluoreszenzspektra der Gase unterscheiden sich gewöhnlich stark von den Spektren, die auf eine der beiden vorher erwähnten Arten erhalten werden. Es treten für gewöhnlich sehr breite Bänder auf, von denen einige kanneliert sind; beim Natriumdampf ist aber auch das Linienpaar im Gelb beobachtet worden, welches der Temperaturstrahlung entspricht.

Viele feste Stoffe senden eigenes Licht aus bei sehr tiefen Temperaturen (— 200°); sie phosphoreszieren. Eine Beobachtung dieser Art des Leuchtens liegt bei Gasen bisher nicht vor; die Möglichkeit ist aber durchaus nicht ausgeschlossen.

Schließlich ist an die Emanationen des Radiums und der verwandten aktiven Elemente zu erinnern. Hierbei treten Linienspektra auf, entsprechend dem Umstande, daß diese Emanationen tatsächlich als Gase aufzufassen sind, die sich aus den festen Radiumpräparaten entwickeln.

Wenn wir diese fünf verschiedenen Arten der Leuchterregung hinsichtlich ihres möglichen Vorhandenseins beim Leuchten der Nebel betrachten, so läßt sich keine derselben a priori zurückweisen. Am bedenklichsten erscheint vielleicht die erste, allein auf Temperaturerhöhung beruhende Ursache, weil die äußere Temperatur ja jedenfalls eine sehr tiefe ist. Unseres Erachtens soll man aber gerade diese einfachste Erklärung nicht ohne weiteres verwerfen, da hierbei ein ganz wesentliches Moment übersehen wird. Die Geschwindigkeit, mit welcher sich die Moleküle eines Gases bewegen, und von der beim Zusammenstoßen die Leuchterregung bedingt ist, hängt ihrem mittleren Betrage nach unter anderem von der absoluten Temperatur ab; je höher die letztere, um so größer die mittlere Geschwindigkeit. Die tatsächlich vorhandenen Geschwindigkeiten der einzelnen Moleküle sind aber sehr verschieden; sie sind nach der Wahrscheinlichkeit verteilt, und es kommen also bei gegebener mittlerer Geschwindigkeit auch relativ sehr hohe Einzelgeschwindigkeiten vor. Wenn nun auch die mittlere Temperatur eine sehr tiefe ist, beispielsweise — 200°, so können bei der ungeheueren Zahl von Molekülen, welche in Frage kommen, einzelne Geschwindigkeiten auftreten, durch welche beim Zusammenstoß zweier Moleküle Leuchterregung stattfindet. Bei den verschwindend kleinen Gasschichten, mit denen wir im Laboratorium experimentieren, ist die Zahl dieser Leuchterregungen viel zu klein, als daß ein Leuchten wahrgenommen werden könnte; in den Nebelflecken aber haben wir mit Schichten zu rechnen, deren Dicke Millionen und Billionen von Kilometern beträgt, und es kann hierbei eine solche Summierung von Leuchterregungen stattfinden, daß die gesamte Gasmasse schwach leuchtend erscheint.

Es möge aber noch einmal betont werden, daß wir über die Ursache des Leuchtens der Nebelflecken nichts Positives wissen; es bleibt alles Hypothese, und es mag ein jeder sich aus den angegebenen Ursachen irgend eine als die ihm wahrscheinlichste heraussuchen; wir halten unsererseits die eben näher auseinandergesetzte einfachste aller Deutungen für durchaus möglich;

sie rechnet mit der Tatsache der gewaltigen Schichtendicke der die Nebel zusammensetzenden Gase.

Die Bewegungsgeschwindigkeiten der Nebelflecken. Schon bald nach der ersten Anwendung des Spektroskops auf die Nebelflecken sind Versuche angestellt worden, etwaige nach dem Dopplerschen Prinzip auftretende Linienverschiebungen zu messen und hieraus die Geschwindigkeiten der Bewegungskomponenten im Visionsradius zu berechnen. Bei der Lichtschwäche der Objekte und der Geringfügigkeit der zu messenden Verschiebungen sind diese Versuche ergebnislos verlaufen, bis es 1890 Keeler gelang, mit Hilfe des großen Refraktors der Lick-Sternwarte bei einer Reihe von helleren Nebeln gute und sichere Resultate durch optische Beobachtung zu erhalten. In den späteren Jahren sind dann von einigen Beobachtern entsprechende Messungen bei den hellsten Nebeln auf photographischem Wege angestellt worden, und in der neuesten Zeit haben Scheiner und Wilsing, wie Keeler auf optischem Wege, aber nach einer anderen Methode, für den größeren Teil der von Keeler bereits untersuchten Nebel neue Bestimmungen der Bewegungen ausgeführt.

In der folgenden Tabelle sind die bisher bekannten Bewegungsresultate in Kilometern pro Sekunde aufgeführt und zwar getrennt für die einzelnen Beobachter. Als solche kommen in Frage: Keeler (K.), Scheiner und Wilsing (S. u. W.), Hartmann (H.), Wright (Wr.), Vogel und Eberhard (V. u. E.), Frost und Adams (F. u. A.).

Nebel	K.	S. u. W.	H.	Wr.	V. u. E.	F. u. A.	Mittel
Orionnebel	+ 18	+ 15		+ 16	+ 17	+ 18	+ 17
N. G. C. 1535	— 10						— 10
N. G. C. 3242	+ 6						+ 6
N. G. C. 6210	— 34	— 32					— 33
N. G. C. 6543	— 65	— 64	— 66				— 65
N. G. C. 6572	— 10	— 7	— 11	— 11			— 10
N. G. C. 6790	+ 48	+ 40					+ 44
N. G. C. 6818	— 17						— 17
N. G. C. 6826	— 5	0					— 3
N. G. C. 6891	+ 41	+ 40					+ 41
N. G. C. 7009	— 49						— 49
N. G. C. 7027	+ 10	+ 17	+ 5	+ 12			+ 11
N. G. C. 7662	— 11	— 5		— 7			— 8

In Anbetracht der großen Schwierigkeit der Messungen stimmen die Resultate der verschiedenen Beobachter sehr gut unter einander überein; wir besitzen also z. B. von einer Anzahl der helleren Nebel eine recht genaue Kenntnis ihrer Fortbewegungsgeschwindigkeit im Visionsradius. Wenn die Zahl dieser Nebel auch zu gering ist, als daß etwaige Gesetzmäßigkeiten der Bewegungen erkannt werden könnten, so ist doch bereits ein allgemeines Resultat festzustellen: Die Geschwindigkeit der Nebel ist keine abnorm große oder kleine; sie entspricht, wie wir später sehen werden, vollständig derjenigen

der Fixsterne, eine neue Gleichartigkeit des Verhaltens der beiden verschiedenen Klassen von Himmelskörpern.

Man hat sich auch besondere Mühe gegeben, Bewegungsverschiedenheiten innerhalb der Nebel zu erkennen; es finden aber hierbei Widersprüche zwischen den Resultaten der verschiedenen Beobachter statt, und es ist jedenfalls festgestellt, daß irgend erhebliche Geschwindigkeitsverschiedenheiten nicht vorhanden sind. Daß die Konstatierung derartiger Unterschiede von besonderer Wichtigkeit wäre, leuchtet ein, indem hierdurch ein Aufschluß über die wahren Formen und die Stabilität der Nebelflecken zu erlangen sein würde. Daß Formenveränderungen der Nebelflecken bisher nicht haben erkannt werden können, ist bereits erwähnt; bei der gewaltigen Entfernung und den geringen Geschwindigkeiten ist das auch in absehbaren Zeiten nicht zu erwarten.

Um die Entfernung der Nebelflecken direkt zu bestimmen, hat man versucht, ihre Parallaxe zu messen.

Die auf photographischem Wege erhaltenen Parallaxenmessungen, die Wilsing bei N. G. C. 7027 und 7662 erhalten hat, zeigen, daß die Parallaxe kleiner als etwa 0″1 und nach der erreichbaren Genauigkeit nicht zu ermitteln ist. Newkirk hat den Zentralstern des Ringnebels in der Leier auf seine Parallaxe untersucht und findet eine solche von 0″1, was etwa der mittleren Parallaxe der Sterne der 1. Größe entspricht; das Resultat ist recht unsicher und wohl auch wenig wahrscheinlich.

Wenn wir hiermit das Kapitel der Nebelflecken abschließen, so werden wir im nächsten Abschnitt doch noch vielfach Gelegenheit nehmen müssen, auf diese Gestirne zurückzugreifen.

Neunter Abschnitt.

Die Fixsterne.

Das Gebiet der Fixsterne ist für die astrophysikalische Forschung, entsprechend wie für die astronomische, als ein unerschöpfliches zu bezeichnen, je mehr es gelingt, durch größere Dimensionen der Fernrohre und durch Vervollkommnung der Apparate immer mehr schwächere Sterne zur Untersuchung heranzuziehen. Bei dieser überwältigenden Zahl der Objekte verschwindet im allgemeinen das einzelne, wenn es nicht durch besondere, selten vertretene Eigenschaften das Interesse auf sich lenkt. Die Ergebnisse sind daher mehr genereller Art; es stellt sich das Erfordernis ein, zu summieren und zu klassifizieren, ähnlich wie in den beschreibenden Naturwissenschaften. Das trifft ganz besonders zu bei den spektroskopischen Untersuchungen, mit denen wir uns in erster Linie beschäftigen wollen.

Vierundzwanzigstes Kapitel.

Spektroskopische Untersuchungen.

Schon eine oberflächliche Betrachtung des gestirnten Himmels führt zu der Erkenntnis, daß sich die Fixsterne nicht nur durch ihre verschiedene Helligkeit von einander unterscheiden, sondern auch durch ihre Farbe. Die Mehrzahl der Sterne erscheint in einem rein weißen bis bläulichen Licht; bei vielen ist aber die Farbe gelb mit allen Abstufungen des weißlich-gelben; eine geringere Zahl erscheint orange bis rot; unter den mit bloßem Auge nicht sichtbaren Sternen gibt es sogar dunkel-rote, „wie ein Bluttropfen aussehend". Es ist klar, daß die Unterschiede der Farbe sich in den Spektren äußern müssen, und so hat schon der erste Beobachter, der das Spektrum der Fixsterne untersucht hat, Fraunhofer, zu Anfang des 19. Jahrhunderts, als von einer wissenschaftlich begründeten Spektralanalyse noch keine Rede war, diese Unterschiede erkannt und damit die Grundlage zu jeder späteren Klassifizierung gelegt. Es haben dann später fast alle Astrophysiker, die sich mit den Fixsternspektren beschäftigt haben, ihre eigene Klassifikation aufgestellt, so daß deren Zahl recht beträchtlich ist. Eine Einigung über die Benutzung einer derselben ist bisher nicht erzielt worden; so müssen auch wir hier eine

mehr oder weniger ausführliche Darstellung der verschiedenen Klassifikationen geben, obwohl bei näherer Überlegung gar kein Zweifel darüber bestehen kann, welche als die beste zu betrachten und daher auch in diesem Buche zugrunde zu legen ist. Der Wirrwar, der jetzt in dieser Beziehung herrscht, ist ein klassisches Beispiel dafür, daß auch in den Wissenschaften nicht nur sachliche Erwägungen, sondern auch nationale und persönliche Eitelkeit eine große Rolle spielen.

Eine Klassifikation oder Einteilung hat vor allem als mnemotechnisches Hilfsmittel zu dienen; durch die kurze Angabe der Klasse soll unmittelbar die ganze Reihe der derselben eigentümlichen Charakterisierungen ins Gedächtnis gerufen werden. Es ist klar, daß dies um so leichter erreicht wird, je einfacher die Einteilung ist, je mehr Individuen die einzelne Abteilung umfaßt, wobei dann die kleineren und weniger ins Auge fallenden Unterschiede einer Einzelbeschreibung überlassen bleiben müssen. Beruht die Einteilung auf rein formalen Gesichtspunkten, verfolgt sie also nur mnemotechnische Zwecke, so stellt sie ein sogenanntes künstliches System dar; erfüllt sie aber den weiteren Zweck einer wissenschaftlich begründeten, einer historischen, physikalischen usw. Trennung der einzelnen Klassen, so bezeichnet man sie als ein natürliches System. In den beschreibenden Naturwissenschaften kann unter Umständen ein künstliches System einem natürlichen überlegen sein, z. B. durch Kürze; in den exakten Wissenschaften muß einem natürlichen System aus naheliegenden Gründen stets der Vorzug gegeben werden, so lange es nicht völlig unübersichtlich ist.

Die Fixsterne geben sämtlich ein ganz überwiegendes kontinuierliches Spektrum, in welchem dunkle oder helle Linie auftreten. Hierdurch unterscheiden sich auch die Sternspektra mit hellen Linien wesentlich von den Nebelspektren, und nur die neuen Sterne zeigen in ihrem späteren Stadium hiervon eine Ausnahme. Fraunhofer erkannte nun, daß in dem Spektrum von Pollux und Capella viele schwache Linien vorhanden sind, genau so wie im Spektrum des Mars, welches seinerseits mit dem der Sonne übereinstimmt. Dagegen fehlen im Spektrum von Sirius und Castor diese zahlreichen schwächeren Linien, dafür aber sind im Grün und im Blau starke Streifen vorhanden, die er in den anderen Spektren nicht wahrnehmen konnte. Im Spektrum von Beteigeuze fand er viele kräftige schwach begrenzte Linien, und wenn zuerst keine Ähnlichkeit mit dem Venusspektrum zu erkennen war, so fanden sich doch auch die D- und b-Linien vor.

Die erste wirkliche Einteilung nach teilweise physikalischen Gesichtspunkten ist von Secchi gemacht worden. Nach mancherlei Veränderungen stellte er schließlich vier Typen von Sternspektren auf, die im folgenden kurz charakterisiert sind:

Typus I. Die weißen oder blauen Sterne, in denen die Wasserstofflinien sehr kräftig sind. Die anderen Linien fehlen oder sind sehr schwach. (Sirius, Wega.)

Typus II. Die gelben Sterne, welche ein Spektrum mit zahlreichen feinen Linien besitzen. (Arkturus, Sonne.)

Typus III. Die orangen und roten Sterne, welche Spektra mit dunklen Bändern liefern, die nach der blauen Seite scharf begrenzt, nach der roten verwaschen sind. (α Orionis, α Herculis.)

Typus IV. Schwache, meist dunkelrote Sterne, deren Spektra breite dunkle Bänder enthalten, die nach der roten Seite scharf begrenzt, nach der blauen verwaschen sind.

Diese Secchische Einteilung, bei welcher als physikalische Grundlage der Zusammenhang des Spektrums mit der Sternfarbe benutzt ist, wird noch heute vielfach verwendet.

Die Klassifikation von Vogel stellt äußerlich eine Umstellung und Erweiterung der Secchischen Typen dar. Ihr Hauptvorzug besteht in der Erkenntnis, daß die verschiedenen Spektra der Sterne die Entwickelungsphasen der betreffenden Weltkörper darstellen, daß also in dem Nebeneinander der verschiedenen Spektra das wegen der enormen Zeitdauer der Entwickelung nicht beobachtbare Nacheinander zur Sichtbarkeit gelangt. Der Gang dieser Entwickelung ist dabei so gedacht, daß sie unter dem Einflusse der Abkühlung vor sich geht; die Klassen führen also vom heißesten zum kühleren Zustande. Mit wenigen Ausnahmen haben sich die Astrophysiker dieser Ansicht angeschlossen, so daß es das Naturgemäßeste wäre, wenn sie auch die darauf basierende Einteilung benutzen würden.

Eine gänzlich andere, ebenfalls auf der Grundlage der Entwickelung aufgebaute Einteilung rührt von Lockyer her. Sie beruht aber auf so durchaus abweichenden, und, wie wir offen aussprechen müssen, unrichtigen Anschauungen, daß sie hier nicht berücksichtigt werden soll.

Die Vogelsche Klassifikation ist die folgende:

Klasse I. Spektra, in welchen die Linien der Metalle nur äußerst zart auftreten oder gar nicht zu erkennen sind und die brechbareren Teile, Blau und Violett, durch ihre Intensität besonders auffallen.

- Ia. Spektra, in denen außer den sehr schwachen Metallinien die Wasserstofflinien sichtbar sind und sich durch ihre Breite und Intensität auszeichnen. (Sirius, Wega.)
- Ib. Spektra, in denen entweder einzelne Metallinien nur ganz schwach angedeutet oder gar nicht zu erkennen sind und die Wasserstofflinien fehlen. (β, γ, δ, ε Orionis.)
- Ic. Spektra, in denen die Wasserstofflinien hell erscheinen und außer diesen Linien noch die Linie D_3 ebenfalls hell sichtbar ist. (β Lyrae, γ Cassiopejae.)

Klasse II. Spektra, in denen die Metallinien sehr deutlich auftreten. Die brechbareren Teile des Spektrums sind im Vergleich zur vorigen Klasse matt, in den weniger brechbaren Teilen treten zuweilen schwache Bänder auf.

IIa. Spektra mit sehr zahlreichen Metallinien, die besonders im Gelb und Grün durch ihre Intensität leicht kenntlich werden. Die Wasserstofflinien sind meist kräftig, aber nie so auffallend verbreitert wie bei Klasse Ia. (Capella, Arkturus, Sonne.)

IIb. Spektra, in denen außer dunklen Linien und schwachen Bändern mehrere helle Linien auftreten. (T Coronae, Neue Sterne.)

Klasse III. Spektra, in denen außer dunklen Linien noch zahlreiche dunkle Bänder in allen Teilen des Spektrums auftreten und die brechbareren Teile des Spektrums auffallend schwach erscheinen.

IIIa. Außer den dunklen Linien sind in dem Spektrum Bänder zu erkennen, von denen die auffallendsten nach dem Violett dunkel und scharf begrenzt, nach dem Rot matt und verwaschen erscheinen. (α Orionis, α Herculis.)

IIIb. Spektra, in denen dunkle, sehr breite Bänder zu erkennen sind, deren Intensitätszunahme entgegengesetzt ist, wie bei der vorhergehenden Unterabteilung; sie sind also nach Rot scharf begrenzt, nach Violett verwaschen (nur schwächere Sterne).

Es ist zu dieser Einteilung noch zu bemerken, daß der eigentliche Entwickelungsgang nur durch die drei Klassen dargestellt sein soll; die Unterabteilungen gelten als koordiniert. Ferner ist darauf aufmerksam zu machen, daß in dieser Einteilung, bei der ja das Verhalten der Wasserstofflinien ein Hauptkennzeichen liefert, die Wasserstofflinien im Gegensatz zu den Metallinien aufgeführt sind. Wir wissen heute, daß der Wasserstoff im wesentlichen ebenfalls als Metall aufzufassen ist, und daß überhaupt der Gegensatz zwischen Metallen und Metalloiden in der Chemie viel weniger hervortretend ist, als früher angenommen wurde.

Die erste Pickeringsche Einteilung ist nur eine Erweiterung der Secchischen durch Einführung eines fünften Typus: Spektra, in welchen wesentlich helle Linien auftreten.

Die bisher erwähnten Klassifizierungen sind nach dem optischen Teile der Spektra aufgestellt worden. Die Anwendung der Photographie auf die Sternspektra hat nun nicht bloß eine exaktere Beurteilung der Spektra ermöglicht, sondern sie hat auch das Gebiet der beobachtbaren Wellenlängen wesentlich erweitert, so daß es selbstverständlich ist, daß auch die bisherigen Einteilungen Modifikationen erfahren mußten, auch die Vogelsche. Man hat sich aber nicht bloß auf Veränderungen der bestehenden Systeme beschränkt, sondern Einteilungen allein auf Grund der photographischen Aufnahmen neu geschaffen, hierbei aber leider den Grundsatz möglichster Einfachheit und Verwendung eines natürlichen Prinzips aus dem Auge verloren.

Die zweite Pickeringsche Klassifikation ist allein auf photographische Spektralaufnahmen beschränkt und hat ihre erste Anwendung gefunden auf den umfangreichen Katalog von Sternspektren, der unter der Bezeichnung „The Draper Catalogue of Stellar Spectra“ publiziert ist, und ist diesem

speziellen Katalog angepaßt. Pickering nimmt 16 Klassen an, die mit den Buchstaben des Alphabets bezeichnet sind:

Die Spektra A bis D gehören zur Klasse I nach Secchi.

Sie zeigen eine Serie dunkler Linien, die nach dem Violett zu immer näher zusammenstehen und dem Wasserstoff angehören.

A. Spektra, in denen außerdem nur die K-Linie (Kalzium) zu erkennen ist.
B. Spektra, in denen noch weitere Linien auftreten.
C. Spektra, in denen $H\gamma$ und $H\delta$ doppelt erscheinen. Dies ist nach Pickering meistens die Folge ungenügender Fokussierung.
D. Spektra, in denen helle Linien vorhanden sind.

Die Buchstaben E bis L gehören dem Spektraltypus II an. Die K-Linie ist überall nicht so stark wie H.

E. Spektra, in denen andere Linien als F, H und K nicht sichtbar sind.
F. Spektra, in denen noch andere Wasserstofflinien vorhanden sind.
G. Spektra, in denen außerdem noch weitere Linien hinzukommen.
H. Spektra, in denen die Intensität des kontinuierlichen Spektrums stärker ist bei den größeren Wellenlängen als bei den kleineren (Grenze bei λ 4310).
I. Dieselben Spektra, aber mit weiter hinzukommenden dunklen Linien.
K. Spektra, in denen die Teile des kontinuierlichen Spektrums zwischen dunklen Bändern den Eindruck heller Linien machen.
L. Andere Variationen der Abteilung K.
M. Spektra des Typus III, besonders erkennbar durch den plötzlichen Lichtabfall bei λ 4762.
N. Spektra des Typus IV.
O. Spektra, welche hauptsächlich aus hellen Linien bestehen.
P. Spektra der planetarischen Nebel.
Q. Alle Spektra, welche nicht in den vorhergehenden Abteilungen unterzubringen sind.

Wie man sieht, liegen dieser zweiten Pickeringschen Einteilung die Secchischen Typen zugrunde; im übrigen ist sie aber eine rein formale, die in gewissen Beziehungen nicht einmal reelle Bedeutung besitzt, also für Spektralaufnahmen, die mit anderen Instrumenten erhalten sind, nicht vollständig anwendbar ist.

Die Klassifikation von Miß Maury ist derartig kompliziert und umfangreich, daß ihre detaillierte Darstellung hier zu viel Raum beanspruchen würde. Sie umfaßt 22 Gruppen, die sich folgendermaßen charakterisieren lassen: Die ersten 5 Gruppen umfassen diejenigen Spektra, welche die Heliumlinie enthalten; die 6. Gruppe bildet den Übergang zu dem I. Secchischen Typus, zu welchem die 7. bis 11. Gruppe gehören. Die 12. Gruppe leitet zum II. Secchischen Typus über, welcher die 13. bis 16. Gruppe umfaßt. Gruppe 17 bis 20 bilden den III. Secchischen Typus; die beiden letzten sind identisch mit dem 4. und 5. Typus der ersten Pickeringschen Einteilung.

Diese 22 Gruppen genügten aber nicht, und so führte Miß Maury drei Parallelserien ein, deren 22 Gruppen durch ein angefügtes a, b oder c bezeichnet werden. In der Serie a sind alle Linien mit Ausnahme derjenigen des Wasserstoffs und des Kalziums scharf; in der Serie b sind alle Linien breit und verwaschen; in der Serie c sind die Wasserstoff- und Heliumlinien scharf; die Kalziumlinien sind stärker als in den Serien a und b. Diese drei Serien sind aber nicht scharf von einander getrennt, sondern es kommen Übergänge vor, die durch ab und ac gekennzeichnet sind. Es sind mithin für jede der 22 Gruppen 5 verschiedene Indices denkbar, so daß die Mauryſche Klassifikation 110 Unterabteilungen gewährt. Daß ein solches System eine praktische Bedeutung nicht besitzt, braucht wohl kaum bemerkt zu werden.

Auch Vogel hat sich veranlaßt gesehen, seine Einteilung, wenigstens die I. Klasse derselben, den Ergebnissen der photographischen Sternspektralaufnahmen anzupassen. Die Klasse I ist hiernach folgendermaßen zu charakterisieren und an Stelle der auf Seite 584 gegebenen Definition zu setzen:

Klasse I. Kontinuierliche Spektra, deren brechbarere Teile, Blau und Violett, besonders auffallen. Die Spektra sind durchsetzt von der ganzen Reihe der Wasserstofflinien, die als dunkle, breite, verwaschene, seltener scharf begrenzte und dann schmälere Absorptionslinien erscheinen und im allgemeinen die Linien anderer Metalle an Intensität erheblich übertreffen. In seltenen Fällen sind die Wasserstofflinien auch hell.

Ia_1. Spektra, in denen nur die Wasserstofflinien als breite, stark entwickelte Linien erscheinen, andere Spektrallinien aber nicht zu erkennen sind.

Ia_2. Spektra, in denen neben den Wasserstofflinien noch Linien anderer Metalle, namentlich von Kalzium, Magnesium und Natrium, jedoch keine Heliumlinien enthalten sind. Die K-Linie erscheint scharf und ist schmäler als die Wasserstofflinien. Die Linien anderer Metalle sind zart und nur schwer zu erkennen.

Ia_3. Spektra, in denen die K-Linie von nahe gleicher Intensität mit den Wasserstofflinien erscheint, scharf oder verwaschen. Die Linien verschiedener Metalle, besonders Eisen, sind kräftig. Die Heliumlinien fehlen. Diese Unterabteilung bildet den direkten Übergang zur Klasse II.

Ib. Spektra, in denen neben den stets dominierenden Wasserstofflinien die Linien des Heliums vorhanden sind. Die Linien der anderen Metalle treten mehr oder weniger zahlreich auf.

Ic_1. Spektra mit hellen Wasserstofflinien.

Ic_2. Spektra, in denen außer den hellen Wasserstofflinien noch die Linien von Helium, Kalzium und anderen Metallen hell erscheinen.

Über die Vogelsche Klassifizierung ist nun noch folgendes zu erwähnen. Das Prinzip, daß das Entwickelungsstadium durch die drei Klassen be-

zeichnet wird, während die Unterabteilungen Parallelserien darstellen, ist auch in dieser Klassifikation nicht streng durchgeführt. Die Abteilung I c_1, vielleicht auch noch I c_2 dürften nach unserer Ansicht die ersten Entwickelungsstadien darstellen (siehe weiter unten), und danach müßten sie als Klasse I bezeichnet werden, während die Nummern der übrigen Klassen um 1 zu erhöhen wären; es ist dies aber mit Rücksicht auf die Konformität mit der ersten Vogelschen Einteilung unterlassen worden. Die Komplikation der Einteilung durch Einführung der Spaltung der Unterabteilung Ia wird in vielen Fällen überflüssig sein oder auch nicht durchführbar — letzteres, wenn nur direkte Beobachtungen im optischen Teile des Spektrums vorliegen —. Alsdann ist die neue Klasse Ia identisch mit der früheren mit Ausnahme der Heliumsterne, welche nunmehr die Klasse Ib für sich bilden, deren ursprüngliche Definition nicht mehr aufrecht zu erhalten war. Die meisten Sterne der früheren Abteilung Ib sind jetzt nach Ia zu versetzen.

Um dem Leser bei Angaben, die in einer der erwähnten Klassifikationen über Sternspektra gemacht sind, mit leichter Mühe die Umschreibung in die hier zugrunde zu legende Vogelsche zweite Einteilung zu ermöglichen, kann die folgende Zusammenstellung dienen, die angibt, welche Bezeichnungen der übrigen Einteilungen als identisch mit der Vogelschen anzunehmen sind.

Vogel II	Vogel I	Secchi	Pickering I	Pickering II	Maury
I a_1	Ia	I	I	—	6
I a_2				A	7, 8, 9
I a_3				B, C	10, 11
Ib	—				1, 2, 3, 4, 5
—	Ib	—	—	—	—
I c_1	Ic	—	—	D	—
I c_2		—	—		—
—	—	—	—	E, F, G	12
IIa	IIa	II	II	H, I, K, L	13, 14, 15, 16
IIb	IIb	—	V	O	22
IIIa	IIIa	III	III	M	17, 18, 19
IIIb	IIIb	IV	IV	N	21
—	—	—	—	P	—
—	—	—	—	Q	—

Wir haben der Einteilung der Sternspektra einen verhältnismäßig weiten Raum gewähren müssen, um in der gewaltigen Zahl von Einzelresultaten nicht den führenden Blick zu verlieren und zu durchaus unübersichtlichen Darstellungen greifen zu müssen. An der Hand der Klassifikation, speziell derjenigen von Vogel II, ist eine Verirrung nicht zu befürchten.

Wenn wir nun im folgenden zu einer Besprechung der Sternspektra nach den verschiedenen Klassen übergehen, so darf vor allem nicht außer acht gelassen werden, daß die Klassen und Unterabteilungen durchaus nicht streng getrennt am Himmel vorkommen. Überall finden sich Objekte, die einen intermediären Zustand zwischen den verschiedenen Klassen und Unterabteilungen vorstellen; die Klassifikation greift nur besonders charakteristische Typen heraus.

Die Spektra der Klasse I. Die Spektra der Klasse I sind charakterisiert durch das Überwiegen der Wasserstofflinien. Das Erkennen anderer feiner Linien hängt naturgemäß von der Güte der Instrumente, der Stärke der Dispersion, der Luftruhe usw. ab, so daß in dieser Beziehung eine ganz sichere Entscheidung nicht vorliegt. Jedenfalls aber gibt es einzelne Sterne, in deren Spektren bisher andere als die Wasserstofflinien nicht gefunden worden sind; letztere erscheinen alsdann ungemein breit und kräftig. Die eigentümliche, charakteristische Anordnung der Wasserstofflinien ist auf das deutlichste in der photographischen Aufnahme zu erkennen. Die Spektra dieser Art, Klasse Ia_1 sind in Fig. 180 oben dargestellt, und zwar von der Hγ-Linie an.



Fig. 180.

Treten die Linien anderer Metalle hinzu, besonders die Kalzium- und Magnesiumlinien, so gehören die Spektra zur Klasse Ia_2. Diese anderen Linien sind aber stets schwach im Verhältnis zu den Wasserstofflinien. Als Beispiel dieser Unterabteilung ist in Fig. 180 in der Mitte ein solches Spektrum gegeben, welches sich dadurch auszeichnet, daß die Wasserstofflinien zwar sehr dunkel, aber doch etwas schärfer als gewöhnlich erscheinen. Bei weiterer Vermehrung der Metallinien wird auch die Kalziumlinie immer kräftiger, so daß sie die Intensität der Wasserstofflinien erreicht oder sogar übertrifft. Wir haben alsdann die Unterabteilung Ia_3, die in ihren extremen Individuen den Übergang zur Klasse IIa bildet, welche letztere schematisch in Fig. 180 unten dargestellt ist.

Die Spektra der Klasse Ib unterscheiden sich von Ia_2 und Ia_3 nur durch

das Vorhandensein der Heliumlinien, von denen besonders die Linien λ 5876 (D_3), λ 5016, λ 4472 und λ 4026 in Betracht kommen. In bezug auf ihre Schärfe oder Unschärfe schließen sich die Heliumlinien gewöhnlich an die Wasserstofflinien an.

In der Klasse Ic sind die Wasserstoff- und eventuell einige andere Linien hell. Je nach der Stärke der Dispersion sind diese hellen Linien mehr oder weniger gut zu erkennen; bei photographischer Aufnahme erscheinen sie als Knoten in dem kontinuierlichen Spektrum.

Scheiner hat gefunden, daß auf photographischen Spektralaufnahmen der Klasse I die Wasserstofflinien charakteristische Eigentümlichkeiten zeigen, die eine physikalische Deutung zulassen und einen besonderen Aufschluß über die Konstitution dieser Fixsterne gewähren.

Der Umstand, daß in der Klasse I die Wasserstofflinien meist sehr kräftig, breit und verwaschen sind, läßt auf Grund der Folgerungen aus dem Kirchhoffschen Satze eine verschiedene Deutung zu: große Dicke der absorbierenden — oder bei Ic der ausstrahlenden — Schicht, große Dichtigkeit bei geringer Schichtendicke, sehr hohe Temperatur des Wasserstoffs oder schließlich alle diese Bedingungen vereint.

Eine Entscheidung hierüber liefert nun das verschiedene Aussehen der Wasserstofflinien.

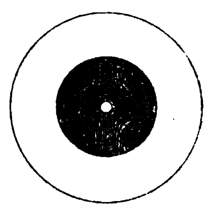
Bei der Beurteilung der Breite der Linien ist es oft schwierig, mit Sicherheit zu entscheiden, ob die Unterschiede wirklich reell oder nur durch die verschiedene Stärke der Aufnahmen bedingt sind. Da alle breiten Linien ausnahmslos verwaschen sind, also nur ein allmählicher Übergang von der Intensität des kontinuierlichen Spektrums bis zum Minimum der Helligkeit in der Mitte der Linie stattfindet, so ist es klar, daß bei größerer Kraft der Aufnahmen (längere Expositionszeit usw.) die Linien scheinbar immer schmaler werden müssen. Wenn man daher nicht viele verschiedenartige Aufnahmen von demselben Sternspektrum besitzt, so ist die Beurteilung der wahren Breite der Wasserstofflinien eine sehr unsichere. Viel wichtiger sind aber die Unterschiede, welche in der Intensitätsverteilung des Lichts innerhalb der verbreiterten Linien bei den verschiedenen Sternen bestehen. Um das klarzulegen, muß etwas weiter ausgeholt werden.

Nach der schon gegebenen Definition beginnt der physikalische Begriff eines Sterns zum Unterschiede gegen einen Nebel erst dann, wenn das Spektrum ein wesentlich kontinuierliches ist, wenn sich also ein solches Verdichtungszentrum gebildet hat, daß eine gewisse Schicht desselben die Eigenschaften unserer Sonnenphotosphäre hat, welche Licht von allen Strahlengattungen aussendet. Stützt man sich allein nur auf das Kirchhoffsche Gesetz, ohne andere Betrachtungen hinzuzuziehen, so hängt der Umstand, ob ein Stern helle oder dunkle Linien hat, nur davon ab, ob die oberhalb der Photosphäre befindlichen Gasschichten eine höhere oder niedrigere Temperatur als die Photosphäre besitzen. Bei gleicher Temperatur würden keine Linien sichtbar sein. Dies zur Erklärung der hellen Linien heranzuziehen, wider-

spricht aber unseren ganzen physikalischen Anschauungen; denn es setzt Körper voraus, bei denen dauernd oder im allgemeinen die äußeren Schichten eine höhere Temperatur als die inneren besitzen.

Ein kontinuierliches und massenhaftes Hineinstürzen von Meteoren in die oberen Schichten einer Atmosphäre könnte die letzteren zwar wohl auf einen höheren Temperaturgrad bringen, als die Photosphäre besitzt; es könnten aber dann im Spektrum nicht mehr wesentlich nur die Wasserstofflinien hell erscheinen, vielmehr müßten auch die Linien der in den Meteoren enthaltenen Metalle eine hervorragende Rolle spielen. Auch ein anderer Zustand, der das Vorhandensein einer äußeren heißeren Schicht vielleicht erklären könnte, scheint sehr wenig plausibel, nämlich das fortwährende Hervorbrechen heißerer Gase aus dem Innern. Bei dem Durchbrechen der Photosphäre würden sie die Temperatur der letzteren erhöhen; oberhalb derselben aber würden sie sich selbst durch ihre Ausdehnung stark abkühlen.

Eine andere, sehr einfache Erklärung der hellen Linien ist nun auf ihr Aussehen basiert und gibt gleichzeitig Aufschluß über den Zusammenhang zwischen dem verschiedenartigen Aussehen der dunklen Wasserstofflinien und der Konstitution der betreffenden Sterne. Die Breite und Verwaschenheit deutet an, daß die Sterne des I. Typus eine sehr mächtige Wasserstoffatmosphäre besitzen, und es braucht nur angenommen zu werden, daß die Höhe dieser Atmosphäre von derselben Ordnung ist, wie der Durchmesser des von der Photosphäre begrenzten Kerns. Es geben dann diejenigen Teile der Atmosphäre, welche über die scheinbare Scheibe des Kerns hinausragen, ein Wasserstoffspektrum mit hellen Linien, während die vor der Scheibe befindlichen Teile dunkle Absorptionslinien geben (siehe Fig. 181). Von dem wegen der großen Entfernung völlig punktförmigen Bild des Sterns erhält man demnach beide Spektra optisch übereinandergelagert; die hellen Linien erscheinen auf den dunklen, und je nach der Intensität, also je nach dem Verhältnis der Höhe der Atmosphäre zum Durchmesser des Kerns, überwiegen die einen oder die anderen Linien. Man kann hiernach die folgenden Typen aufstellen, wobei das Aussehen der Wasserstofflinien graphisch durch ihre Intensitätskurven dargestellt ist:


Fig. 181.

1. Klasse. Die Höhe der Atmosphäre ist gering; es sind also nur die Absorptionslinien merklich. Die Intensität derselben nimmt demnach kontinuierlich bis zur Mitte ab, und die Intensitätskurve hat je nach der Stärke der Temperaturdifferenz zwischen Photosphäre und Atmosphäre den Verlauf der Kurven 1, 2 und 3 (Fig. 182a).

2. Klasse. Die Höhe der Atmosphäre ist so beträchtlich, daß auch die Emissionslinien im Spektrum merklich werden. Die Intensität der dunklen Linien nimmt also nicht bis zur Mitte kontinuierlich ab, vielmehr ist hier ein sekundäres Maximum. Kurven 4, 5, 6 (Fig. 182b).

3. Klasse (Ic). Die Höhe der Atmosphäre ist so groß, daß die Emissionslinien des Wasserstoffs heller werden als das kontinuierliche Spektrum.

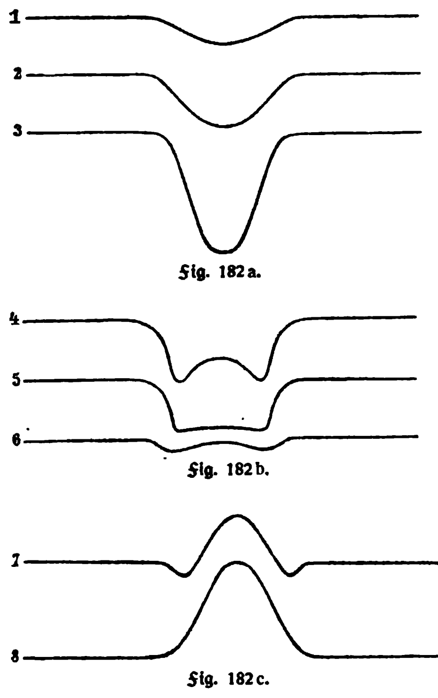


Fig. 182a. Fig. 182b. Fig. 182c.

Die Absorptionslinie kann zu beiden Seiten der hellen Linie noch merklich sein; sie kann aber auch vollständig überdeckt werden. Kurven 7 und 8 (Fig. 182c).

Wie man sieht, stellen die einzelnen Kurven kontinuierliche Übergänge dar, von den kräftigsten Absorptionslinien an durch kaum sichtbare hindurch bis zu den hellen Linien. Scheiner hat auch für fast alle der hier aufgeführten Kurven Sternindividuen auffinden können, z. B. für

		Stern
Kurve	1	ξ Ursae Maj.
„	2	α Ophiuchi und viele andere
„	3	α Geminorum
„	5	η Ursae Maj.
„	6	δ Orionis
„	7	γ Cassiopejae.

Bei allen Sternen des Typus I ist der Umstand hervortretend, daß die dunkle Absorptionslinie stets breiter ist, als die aufhellende Emissionslinie. Der Grund hierfür ist durch die obige Deutung ein selbstverständlicher. Das Licht der Photosphäre muß durch die sämtlichen Schichten der Atmosphäre, also auch durch die tiefstliegenden Schichten hindurch. Die Breite der entstehenden Asorptionslinie entspricht demnach der dichtesten Schicht. Bei der Emissionslinie kommt am Rande der Photosphärenscheibe auch Licht von dieser dichtesten Schicht, aber wegen der Kleinheit der betreffenden Fläche — ein schmaler Ring — in nicht merklicher Weise, ins Spektroskop. Erst die weiter nach außen gelegenen Schichten, die also weniger dicht sind, liefern vermöge ihrer größeren Fläche genügendes Licht; die Emissionslinie muß daher unter allen Umständen schmaler sein als die Absorptionslinie.

Im letzten Dezennium sind nun einige Sterne aufgefunden worden, welche ein ganz abnormes Verhalten der Wasserstofflinien zeigen, wodurch ihrer Einreihung in die Vogelschen Spektralklassen Schwierigkeiten bereitet wurden, welches Verhalten aber außerdem mit den Folgerungen des Kirchhoffschen Satzes in direktem Widerspruche zu stehen scheint. In diesen Sternen sind nämlich einzelne Wasserstofflinien hell, andere dunkel. Auch hier ist das abnorme Verhalten auf Grund der Scheinerschen Erklärung leicht zu deuten. In den Spektren dieser Sterne, die meist von Pickering und Campbell auf-

gefunden worden sind, sind im weniger brechbaren Teile die Wasserstofflinien hell, im brechbareren dagegen dunkel, und zwar sind hier alle Abstufungen vertreten. So ist z. B. in η Tauri (Alcyone) die $H\alpha$-Linie hell, alle anderen aber dunkel; in γ Argus ist $H\alpha$ hell, $H\beta$ kaum als helles Band zu sehen; die übrigen Wasserstofflinien sind dunkel und zwar mit zunehmender Intensität nach dem Violett hin. Bei den meisten Sternen dieser Art sind $H\alpha$ und $H\beta$ deutlich hell, alle anderen dunkel. Schließlich aber gehört auch γ Cassiop., dessen Spektrum stets zur Klasse Ic gerechnet worden ist, hierhin, indem die Wasserstofflinien bis zum Ultraviolett hell sind, weiter darüber hinaus aber dunkel. Daß auch hier die obige Erklärung in erweitertem Sinne zulässig ist, lehrt der wichtige Umstand, daß in allen Fällen, in denen die Lichtschwäche nicht zu gering ist, zu erkennen ist, daß die hellen Linien beiderseitig von dunklen eingeschlossen sind, d. h. daß sie sich auf dunkleren Absorptionslinien projizieren. Die Erklärung ist nun folgende:

Diese Sterne mit „abnormen Spektren" besitzen ein kontinuierliches Spektrum mit den sämtlichen dunklen Wasserstofflinien, genau so wie alle Sterne der Klasse Ia. Dieses Spektrum wird optisch überlagert von dem Emissionsspektrum des Wasserstoffs, herrührend von der umgebenden Wasserstoffatmosphäre, soweit sich dieselbe außerhalb der Photosphäre projiziert. Ist die Temperatur des Hauptteils dieser Atmosphäre nicht hoch, so brauchen nicht die sämtlichen Wasserstofflinien hell vorhanden zu sein; bei der niedrigsten Glühtemperatur ist nur $H\alpha$ vorhanden, bei etwas höherer kommt $H\beta$ hinzu usw. Daß aber in den äußersten Teilen der Atmosphäre, welche die größte Fläche in der Projektion bieten, die Temperatur geringer ist als in den inneren dichteren Teilen, durch welche das Licht der Photosphäre passieren muß, ist selbstverständlich: Die dunklen Absorptionslinien müssen alle vorhanden sein, von den hellen brauchen dagegen nur wenige aufzutreten, wobei natürlich ihre Intensitäten nach dem Violett zu abnehmen. Der typische Fall eines Spektrums der Klasse Ic wird also der sein, daß sich sämtliche Wasserstofflinien hell in ihren Absorptionslinien befinden. Bei fortschreitender Abkühlung der Atmosphäre und Abnahme ihrer Höhe verschwinden zuerst die hellen Wasserstofflinien des Ultraviolett (etwa γ Cassiopejae), dann immer weiter fortschreitend bis $H\alpha$, welche zuletzt hell übrig bleibt (etwa η Tauri). Ist auch diese Linie als helle verschwunden, so ist die Klasse Ia erreicht. Auch bei den Sternen dieser Klasse sind zunächst noch die letzten Reste der hellen Linien als Aufhellungen der Absorptionslinien zu erkennen (δ Orionis), bis schließlich auch diese verschwinden und der reine Typus Ia mit völlig schwarzen Absorptionslinien vorliegt.

Es ist nun von besonderem Interesse, das Auftreten von Linien anderer Elemente in den Spektren des I. Typus zu verfolgen. In erster Reihe tritt das Kalzium auf, und zwar vertreten wesentlich durch die K-Linie, λ 3934; sie erscheint, so lange sie überhaupt die einzige deutliche Linie außer den Wasserstofflinien ist, schmal und scharf, in völligem Gegensatze zu den letzteren. Daß diese Linie als erste auftritt, wird nach den Erfahrungen, die bereits

beim Sonnenspektrum gemacht sind, nicht auffallend erscheinen; man hat es hierbei eben mit einem äußerst empfindlichen Reagens auf die geringsten Spuren des Kalziums zu tun. Nach Kalzium sind Magnesium und Natrium am häufigsten zu konstatieren, ersteres durch die Linie bei der Wellenlänge λ 4481, letzteres durch die D-Linien; auch in diesem Falle haben wir es mit besonders empfindlichen Reagenzien zu tun. Bei größer werdender Anzahl von Linien wird nun die K-Linie breiter und verwaschener, sie gleicht dann den Wasserstofflinien; das Spektrum geht über von Ia_2 in Ia_3, und von anderen Elementen treten hinzu vor allem Eisen und die übrigen Eisenmetalle, wie Chrom, Mangan, Titan, Nickel. Im allgemeinen treten die im Bogenspektrum des Eisens stärksten Linien zuerst auf; doch ist keine bestimmte Regel vorhanden, da die Linienintensitäten in den Sternspektren häufig stark von denen, die in Laboratorien erzeugt werden, abweichen. Die Zahl der Linien nimmt nun immer mehr zu, so daß bereits deutliche Gruppierungen auftreten, die mit denen im Sonnenspektrum übereinstimmen; dabei werden die Wasserstofflinien schmaler und schärfer. Ein typisches Übergangsspektrum zum Typus IIa ist dasjenige von α Canis Minoris. Es sind ungefähr alle Linien des Sonnenspektrums zu erkennen, auch in ihren relativen Intensitäten mit letzteren stimmend, aber im ganzen schwächer; der Stern ist auch bereits merklich gelblich gefärbt.

Eine besondere Abteilung für sich ist in der Vogelschen Einteilung den Sternspektren eingeräumt, in denen die Heliumlinien auftreten. Sie werden auch Orionsterne genannt, weil gerade bei vielen Sternen dieses Sternbildes die Heliumlinien vorhanden sind, worauf schon Scheiner aufmerksam gemacht hat, noch bevor bekannt war, daß die betreffenden Linien dem Helium angehören. Von den Linien dieses Elements sind besonders leicht in Sternspektren zu sehen λ 5876 (D_3), 5016, 4922, 4472, 4026, 3868 und 3820. Die sehr kräftige Heliumlinie λ 3889 ist meistens nicht zu erkennen, da sie sehr nahe mit der Wasserstofflinie $H\zeta$ zusammenfällt.

Die Einführung einer Unterabteilung nach Maßgabe des Vorhandenseins der Heliumlinien ist insofern nicht streng berechtigt, als bei weiterer Entwickelung der Sterne bis zur Klasse IIa die Heliumlinien verschwinden, ohne daß das Element Helium auf den betreffenden Sternen zu verschwinden brauchte. Im Gesamtspektrum der Sonne sind die Heliumlinien nicht vorhanden, und doch spielen sie bei der Beobachtung am Sonnenrande eine hervorragende Rolle. Das Heliumgas ist eben in der Sonnenatmosphäre in einer solchen Anordnung vorhanden (siehe S. 367), daß Absorptionslinien nicht merklich werden; die Unterabteilung Ib deutet also wahrscheinlich nur auf einen relativen Mengenunterschied hin, nicht auf ein prinzipielles Vorhandensein oder Nichtvorhandensein.

Die Spektra der Klasse IIa. Über die Spektra dieser Abteilung ist hier nur wenig zu sagen, da sie repräsentiert sind durch das Sonnenspektrum, dem bereits ausführliche Betrachtungen gewidmet sind. Es verdient aber hervorgehoben zu werden, daß das Spektrum mancher Sterne mit

demjenigen der Sonne vollkommen übereinstimmt. Linie für Linie sind identisch, auch was das Aussehen der Linien, ihre Breite und Verwaschenheit und ihre relative Intensität angeht.

Es folgt hieraus, daß auch die Konstitution dieser typischen Vertreter der Klasse IIa bis in alle Einzelheiten mit derjenigen unserer Sonne übereinstimmt, bis auf die relativen Mengen, in denen die einzelnen Elemente vorhanden sind. Da wir nun von der Klasse Ia aus eine lückenlose Entwickelungsreihe bis zur Klasse IIa aufstellen können, so ist rückwärts der Schluß zu ziehen, daß unsere Sonne den gleichen Entwickelungsgang durchgemacht hat, daß sie also vor allerdings unangebbar langen Zeiten als Fixstern der Klasse Ia, ursprünglich vielleicht der Klasse Ic, geleuchtet hat.

Betrachten wir nun weiter die Unterschiede, welche andere Vertreter der Klasse IIa gegen das Sonnenspektrum zeigen, so erkennen wir, daß dieselben zu deuten sind im Sinne einer Weiterentwickelung nach der Klasse IIIa hin, und können vorgreifend schließen, daß wir hierin auch wieder den zukünftigen Entwickelungsgang der Sonne erblicken dürfen.

Die Unterschiede gegen den reinen Typus bestehen im wesentlichen in der Verstärkung und Verbreiterung der Linien, so daß eine gegenüber dem Sonnenspektrum vermehrte Tendenz zum Zusammenfließen der Linien zu mehr oder weniger breiten Bändern vorhanden ist; besonders tritt dies naturgemäß in den blauen und violetten Teilen hervor, wo die Anzahl der Linien am größten ist. Schon im Sonnenspektrum ist z. B. der Beginn der G-Gruppe nach dem weniger brechbaren Ende zu ziemlich scharf markiert; bei den Sternen, die eine weitere Entwickelung zeigen, bricht schließlich das ganze Spektrum hier ab, um erst weiter im Violett wieder zu erscheinen. Diese Entwickelungsreihe läßt sich leicht an hellen Sternen verfolgen. α Aurigae besitzt, wenigstens zeitweilig, wie wir später sehen werden, ein Spektrum, welches vollständig identisch mit demjenigen der Sonne ist; α Bootis scheint schon etwas weiter vorgeschritten zu sein, doch ist dies noch nicht mit Sicherheit zu konstatieren. Es folgt dann etwa β Geminorum, und bei α Tauri ist der Fortschritt unverkennbar; es treten auch hier schon einzelne auffällige Abweichungen in bezug auf die relative Intensität der Linien auf. α Ursae Majoris würde etwa die letzte Stufe bis zur Klasse IIIa darstellen; im allgemeinen gehört er bereits dieser Klasse an, jedoch fehlen noch die charakteristischen Bänder. Äußerlich verraten sich die kurz skizzierten spektralen Unterschiede deutlich in den Farben der betreffenden Sterne, die vom reinen weißlichen Gelb bis zu Orange übergehen.

Klasse IIb. Die Spektra dieser Klasse enthalten gleichzeitig dunkle und helle Linien; man bezeichnet diese Klasse auch als den Wolf-Rayetschen Typus, weil diese beiden Beobachter zuerst die Charakteristik der Spektra bei drei im Sternbild des Schwans gelegenen Sternen erkannt haben. Es sind jetzt etwa 55, bis auf eine Ausnahme (γ Argus) schwache Sterne der Klasse IIb bekannt. Früher rechnete man aus formalen Gründen auch die Neuen Sterne hinzu; nachdem deren Spektra aber genauer erforscht sind,

ist dies nicht mehr berechtigt; sie müssen in eine besondere Abteilung versetzt werden.

Nr.	AR. 1900	Dekl. 1900	Größe	Gal. Länge	Gal. Breite
1	0h 37,5m	+ 64° 14′	9,5	89° 53′	+ 2° 14′
2	2 33,9	+ 56 18	9,1	105 21	— 2 18
3	2 44,8	+ 56 31	9,5	106 37	— 1 26
4	6 50,0	— 23 48	7,2	202 19	— 8 52
5	8 6,5	— 47 2	3	230 20	— 6 59
6	8 51,6	— 47 12	—	235 13	— 1 4
7	9 51,6	— 57 15	8,5	248 43	— 2 19
8	10 6,1	— 62 5	—	253 0	— 5 14
9	10 7,6	— 60 8	—	252 4	— 3 30
10	10 13,3	— 57 24	—	251 14	— 0 48
11	10 14,4	— 62 9	—	253 51	— 4 46
12	10 22,9	— 58 8	—	252 42	— 0 46
13	10 37,4	— 59 9	7,2	254 51	— 0 46
14	10 37,8	— 58 15	9	254 29	+ 0 4
15	10 40,1	— 59 36	6,9	255 21	— 1 1
16	10 40,3	— 59 12	8,5	255 48	— 0 40
17	10 43,4	— 58 41	—	255 20	— 0 1
18	10 47,9	— 61 46	—	257 5	— 2 36
19	10 52,2	— 59 55	7,7	256 52	— 0 40
20	10 55,8	— 57 17	—	256 16	+ 1 56
21	11 2,3	— 64 58	8,2	259 53	— 4 53
22	11 5,8	— 60 26	8	258 38	— 0 31
23	11 55,2	— 54 33	—	263 29	+ 6 53
24	13 1,7	— 64 46	6	272 19	— 2 51
25	13 11,5	— 57 36	—	274 13	+ 4 8
26	13 24,3	— 61 34	—	275 15	— 0 1
27	13 36,3	— 66 55	—	275 30	— 5 31
28	15 15,9	— 62 20	9	287 4	— 5 34
29	15 55,0	— 62 28	—	290 34	— 8 28
30	16 0,6	— 25 57	8,5	290 39	+ 17 39
31	16 44,5	— 41 4	5,9	311 20	+ 0 44
32	16 45,3	— 41 41	7,5	310 56	+ 0 14
33	16 47,3	— 41 40	7	311 11	— 0 3
34	16 47,9	— 44 50	8,2	311 47	— 2 7
35	16 48,0	— 41 0	6,4	311 47	+ 0 17
36	16 57,0	— 38 0	6,5	315 13	+ 0 45
37	16 57,2	— 37 42	7,1	315 29	+ 0 55
38	17 12,1	— 45 32	7,2	310 47	— 5 57
39	17 55,1	— 32 42	9	326 8	— 6 15
40	18 2,1	— 19 25	9,6	336 33	— 1 54
41	18 2,5	— 21 16	7,8	336 56	— 2 5
42	18 13,5	— 11 40	8,7	347 36	+ 0 17
43	19 30,5	+ 30 19	9,3	32 26	+ 3 57
44	20 2,2	+ 35 31	7,0	40 20	+ 1 10
45	20 6,5	+ 35 53	8,5	41 8	+ 0 39
46	20 8,2	+ 35 54	8,0	41 20	+ 0 24
47	20 8,4	+ 38 3	7,1	43 7	+ 1 35
48	20 10,8	+ 36 21	8,0	42 1	+ 0 13
49	20 13,3	+ 37 7	8,1	42 56	+ 0 15
50	20 15,8	+ 38 25	8,7	44 16	+ 0 37
51	20 17,1	+ 43 32	7,5	48 32	+ 3 27
52	20 17,8	+ 36 36	9,5	43 2	— 0 46
53	22 15,0	+ 55 37	8,9	70 29	— 0 50
54	22 23,7	+ 55 46	10	71 83	— 1 20
55	22 32,9	+ 56 23	8,9	73 3	— 1 25

Das auf Seite 596 stehende Verzeichnis der Sterne der Abteilung IIb ist von Campbell zusammengestellt; zu einem gleich zu erläuternden Zweck sind außer Rektaszension und Deklination auch die galaktischen Längen und Breiten gegeben, also die Lage der Sterne zur Milchstraße.

Mit ganz auffallender Deutlichkeit ist aus dieser Zusammenstellung zu erkennen, daß sich die Sterne der Abteilung IIb fast ausnahmslos innerhalb der Milchstraße befinden. Die beiden größten Abweichungen von der

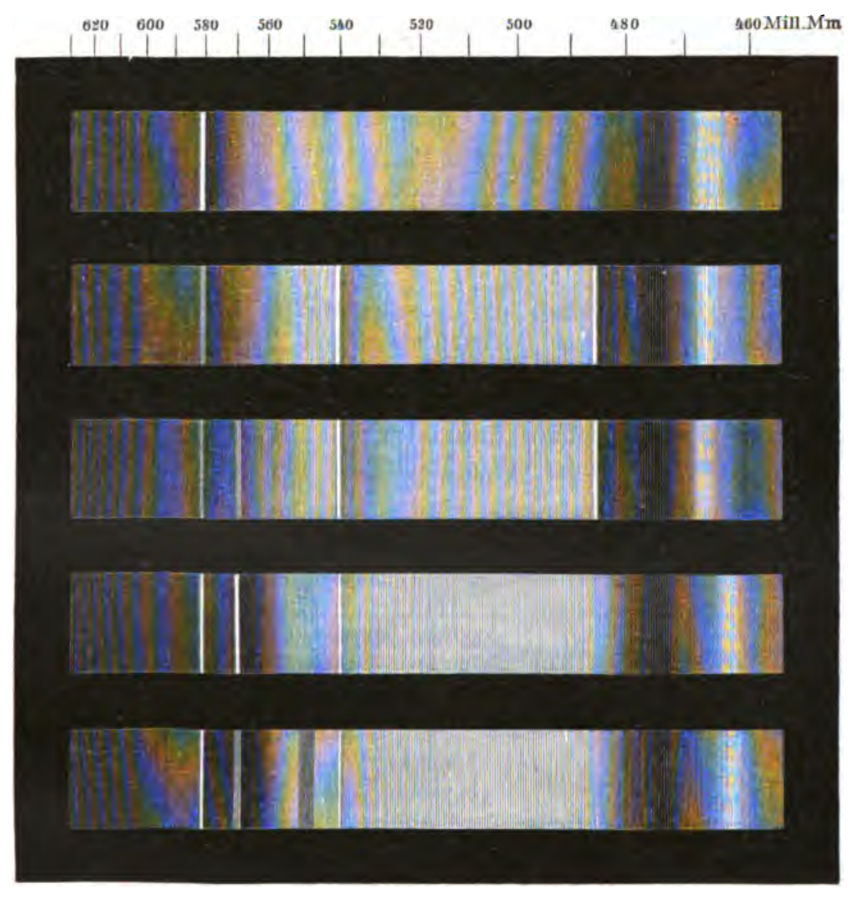


Fig. 183.

Milchstraßenebene betragen nur 8° und 18°, und es erscheint unzweifelhaft, daß die Wolf-Rayetschen Sterne speziell Milchstraßensterne sind; wenn sie verteilt wären wie die übrigen Fixsterne, so müßten immerhin einige nahe den Polen der Milchstraße vorhanden sein, wie dies z. B. bei den planetarischen Nebeln der Fall ist. Eine weitere Eigentümlichkeit besteht in der ausgesprochenen Gruppenbildung dieser Sterne. Es sind zunächst drei große Gruppen zu erkennen: Nr. 7 bis Nr. 22, wo sich 15 Sterne innerhalb eines

Milchstraßenstückes von $5^1/_2{}^0$ Länge befinden; Nr. 31 bis Nr. 38, 8 Sterne innerhalb 5°, und Nr. 48 bis 52, 8 Sterne innerhalb eines 8° langen Gürtels. Außerdem sind noch mehrere kleinere Gruppen vorhanden.

Vogel hat zuerst die Spektra dieser Abteilung an mehreren Sternen ausführlich untersucht und hat gefunden, daß die Spektra der verschiedenen Sterne zwar große Ähnlichkeit mit einander besitzen, aber nicht ganz identisch sind. Fig. 183 stellt die Spektra von Sternen der Klasse IIb nach Vogel dar.

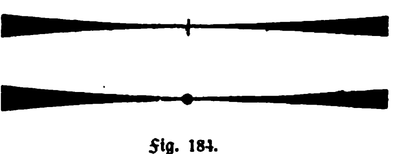
Sehr ausführliche Untersuchungen über diese Spektralklasse hat Campbell mit Hilfe des großen Refraktors der Lick-Sternwarte angestellt. Er macht besonders auf das durchaus verschiedene Verhalten der Wasserstofflinien aufmerksam. In vielen Sternen erscheinen sie dunkel, während sie in anderen dunkel mit hellen Rändern auftreten, so daß sie die Erscheinung der doppelten Umkehr zeigen. Sind sie hell vorhanden, so variieren sie in der Breite von völliger Schärfe bis zu verwaschenen Bändern, zerfallen sogar in mehrfache Linien; ähnlich verhalten sich auch die übrigen hellen Linien.

Das folgende Verzeichnis der sicher konstatierten Linien des Typus IIb, nach Campbell, lehrt das Vorhandensein von Wasserstoff, Helium und Magnesium; auch die Existenz von Eisen in den Atmosphären dieser Sterne dürfte sehr wahrscheinlich sein, da mehrere Koinzidenzen mit Eisenlinien auftreten und zwar mit solchen Eisenlinien, die im Chromosphärenspektrum auffallend sind. Daß unter diesen Umständen eine gewisse Ähnlichkeit mit

Wellenlänge	Intensität	Element	Nebelspektra	Wellenlänge	Intensität	Element	Nebelspektra
6564		Hα	6563	4517	kräftig		
5877	kräftig	He (D_3)	5876	4509	sehr kräftig		
5848				4504	kräftig		
5813	sehr kräftig			4493		Fe	
5693	sehr hell			4480	kräftig	Mg	
5593	hell			4473	kräftig	He	4473
5472	hell			4466	kräftig		
5412	sehr hell		541	4457			
5284		Fe		4442	sehr kräftig	Fe	
5250				4416			
5131				4389	kräftig	He	4389
5020		He? Fe?		4369			
4990				4341	sehr kräftig	Hγ	4341
4862	sehr hell	Hβ	4862	4334			
4787				4318			
4688	sehr kräftig		4687	4273			
4652	sehr kräftig			4260			
4636	kräftig			4228			4230
4626	kräftig	Fe?		4200			
4615				4102	sehr kräftig	Hδ	4102
4596				4063	kräftig		4067
4555		Fe		4023	kräftig	He?	4026
4541	sehr kräftig						

den Nebelspektren vorhanden sein muß, liegt wegen des Auftretens der Wasserstoff- und Heliumlinien auf der Hand. Allerdings koinzidieren auch einige andere schwächere Linien mit solchen des Nebelspektrums; dafür fehlen aber die drei Hauptnebellinien gänzlich, so daß irgend ein physikalischer Zusammenhang zwischen den Sternen IIb und den Nebeln nicht wahrscheinlich ist.

Das Auftreten heller Linien in den Wolf-Rayet-Sternen kann, ähnlich wie bei den Sternen der Klasse Ic, zweierlei Deutung zulassen: höhere Temperatur der Atmosphäre oder große Ausdehnung derselben. In diesem Falle ist die Entscheidung aber ungleich leichter zu fällen, als bei den Sternen, wo alle Linien hell sind. Es ist doch anzunehmen, daß in den Atmosphären die verschiedenen Gase entweder gleichförmig vermischt sind oder wenigstens so verteilt, daß die schwereren Gase tiefer liegen als die anderen. Hier zeigen sich nun gerade die leichteren Gase, Wasserstoff und Helium, am häufigsten hell, also gerade die äußeren Teile der Atmosphäre müßten am heißesten sein, was ungemein unwahrscheinlich ist. Erklärt man aber das Auftreten der hellen Linien wie in Ic, also durch optische Überlagerung, so erscheint es als selbstverständlich, daß die am weitesten ausgedehnten Gase, die leichteren, helle Linien geben. Bei einem einzigen Falle, nämlich bei dem Stern Nr. 43, ist ein direkter Beweis für die Richtigkeit dieser Anschauung von Campbell geliefert worden. In dem Spektrum dieses Sterns sind die Linien am schärfsten, und am hellsten von ihnen erscheinen $H\beta$ und $H\gamma$. Wird möglichst scharf auf die hellen Linien an den verschiedenen Stellen des Spektrums fokussiert, so erscheint das kontinuierliche Spektrum an diesen Stellen linienförmig, und die hellen Linien zeigen sich als feine helle Knoten, oder bei engem Spalt als Linien, die das kontinuierliche Spektrum nicht überragen, wie dies auch bei einem punktförmigen Objekt der Fall sein muß.


Fig. 184.

Bei der $H\beta$-Linie aber erkennt man deutlich bei weitem Spalt einen überstehenden breiten Knoten, bei engem eine überstehende Linie (siehe Fig. 184), woraus sich also ergibt, daß der Stern mit einer Wasserstoffhülle von außerordentlicher Ausdehnung umgeben ist; ihr Durchmesser beträgt 5″.

Die Stellung, welche die Sterne der Abteilung IIb in der Entwickelungsstufe einnehmen, ist nicht leicht festzustellen. In Anbetracht der hellen Linien würden sie verwandt sein mit den Sternen der Klasse Ic oder vielleicht noch etwas mehr mit den Übergangssternen nach Ia mit teilweise hellen Wasserstofflinien. Augenscheinlich sind sie aber wegen der dunklen Linien zur Klasse II gerechnet worden. Unserer Ansicht nach würde ihnen am besten eine weitere Unterabteilung der Klasse I gewidmet werden; denn die dunklen Linien sind breit und verwaschen und haben eigentlich gar keine Ähnlichkeit mit denjenigen der Klasse II. Wir werden später noch auf diese Fragen zurückkommen müssen.

Klasse IIIa. Einen Teil der Charakteristik der Klasse IIIa haben wir bereits kennen gelernt: die allgemeine Verstärkung der Linien der Klasse IIa bis zum Zusammenfließen in Bänder. Die Haupteigentümlichkeit besteht aber in dem Auftreten von einseitig nach Rot verwaschenen Absorptionsbändern im optischen Teile des Spektrums, die, ohne die übrigen Linien zu stören, hinzutreten. Viele Sterne dieser Klasse gehören zu den veränderlichen Sternen mit langer Periode des Lichtwechsels. Die rötliche Färbung ist ohne weiteres aus dem Aussehen des Spektrums erklärlich; denn die Zahl der dunklen Linien wächst nach den brechbareren Teilen des Spektrums stark an. Mit der G-Gruppe erscheint das Spektrum wie abgeschnitten, so daß Blau und Violett kaum einen merklichen Beitrag zum Gesamtlicht liefern, Grün bereits abgeschwächt ist und Rot und Gelb vorherrschen; in geringerem Maße, und damit die gelbe Färbung bedingend, tritt diese Erscheinung ja schon bei den Sternen der Klasse IIa auf.

Bei der allgemeinen Verstärkung der Metallinien müssen natürlich die Eisenlinien, deren Anzahl eine so überwiegende ist, das Hauptkontingent liefern; man kann nach den Untersuchungen von Scheiner sagen, daß das Eisenspektrum geradezu maßgebend für den Charakter des ganzen Spektrums ist, indem ungefähr die Hälfte aller Linien dem Eisen angehören. Im übrigen sind, wie schon angedeutet, die Intensitätsverhältnisse der einzelnen Linien andere als im Sonnenspektrum. Es treten häufig starke Linien da auf, wo im Sonnenspektrum gar keine oder nur sehr schwache vorhanden sind. Eine besondere Eigentümlichkeit besteht nach Scheiner darin, daß bei einer Anzahl der kräftigsten Linien ein nebliger Ansatz nach einer Seite auftritt, der genau den Anblick im kleinen gewährt, den die charakteristischen Bänder des III. Typus im großen zeigen, nur findet die Ausbreitung der verschiedenen Linien nach verschiedenen Richtungen hin statt.

Was nun die charakteristischen Bänder der Klasse IIIa angeht, so sind dieselben auf optischem Wege wesentlich von Dunér und Vogel gemessen worden; es konnten zehn derartige Bänder erkannt werden, die jedoch nicht sämtlich in allen Sternspektren dieser Klasse gleichzeitig sichtbar sind. Auf photographischem Wege hat Stebbings eine weitere Anzahl von Bändern erhalten, die in der weiter unten folgenden Tabelle mit den visuellen Messungen zusammengestellt sind. Stebbings, Vogel und Sidgreaves haben ferner noch eine größere Anzahl von Bändern in dem Spektrum des Sterns o Ceti gemessen, die aber in diese Zusammenstellung nicht aufgenommen sind, da dieser Stern, dessen Spektrum noch besonders besprochen werden soll, jedenfalls nicht den reinen Typus IIIa darstellt. Das photographische Spektrum von IIIa (gelber Teil) ist in Fig. 185 unten in Zusammenstellung mit IIIb (mittleres Spektrum) und dem Kohlenwasserstoffspektrum, oben, gegeben.

Man ist bis vor wenigen Jahren vollständig im unklaren über die Herkunft der verwaschenen Bänder gewesen. Man hat nur annehmen können, daß man es hier nicht mit den Dämpfen von Metallen zu tun hat, sondern mit chemischen Verbindungen, die sehr häufig durch einseitig verwaschene

Bänder charakterisiert sind. Vor kurzem hat nun Fowler darauf aufmerksam gemacht, daß unter gewissen Umständen im Spektrum des Titan einseitig verwaschene Bänder auftreten, die sich in vollständiger Übereinstimmung mit den Bändern von IIIa befinden. Sie scheinen dem Titanoxyd anzugehören, da sie am besten im Spektrum des elektrischen Bogens auftreten, wenn in demselben Titanoxyd zur Verdampfung gebracht wird. Auch im Funkenspektrum sind sie sichtbar bei Anwesenheit von Titanchlorid und atmosphärischer Luft. Es ist aber auch möglich, daß es sich um ein Bänderspektrum des Titans selbst handelt, welches bei niedriger Temperatur auftritt.

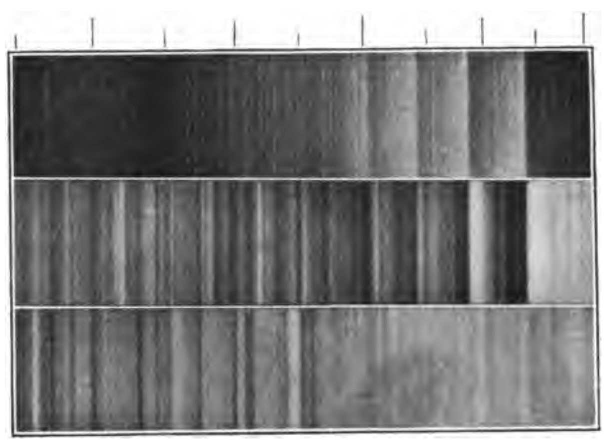


Fig. 185.

Verzeichnis der Bänder von IIIa (scharfe Kante), verglichen mit dem Titanoxydspektrum.

Nr.	D. u. D.	Stebbings	Titanoxyd	Nr.	D. u. D.	Stebbings	Titanoxyd
1	λ 6493	—	—	—	—	4848	4847
2	6164	—	6163	—	—	4808	4806
3	5862	—	—	9	λ 4767	4761	4762
4	5596	—	5605	—	—	4737	4738
—	—	5497	5498	—	—	4714	4715
5	5453	5447	5447	—	—	4667	4667
6	5243	—	5241	—	—	4626	4626
7	5169	5166	5168	10	4584	4608	4584
8	4960	4955	4955	—	—	4422	4422

Es ist nun erst neuerdings durch Hale nachgewiesen worden, daß auch im Spektrum der Sonnenflecken diese Bänder wenigstens teilweise vorhanden sind, und so kann nicht bezweifelt werden, daß die Bänder der Klasse IIIa durch die Absorption des Titanoxyds oder des Titans bei niedriger Temperatur verursacht werden. Titan ist ja auf allen Sternen der Klassen IIa und IIIa vorhanden und durch zahlreiche Linien vertreten. Daß in den Atmosphären von IIIa das Bänderspektrum des Titans auftritt, würde übereinstimmend mit anderen Schlüssen auf die relativ niedrige Temperatur dieser Atmosphären hinweisen. Die Resultate der Vergleichung zwischen dem Spektrum IIIa und dem Titanoxydspektrum sind auch in der Fig. 186 nach Fowler wiedergegeben. Spektrum 1 ist das sichtbare Spektrum von α Herculis

nach Dunér, 2 das Titanoxydspektrum im elektrischen Bogen, 3 das photographische Spektrum von o Ceti nach Sidgreaves und 4 das Titanoxydspektrum im Funken mit Titanchlorid. (Da die Dispersionen der Spektra nicht die gleichen sind, so sind die zusammengehörigen Bänder durch Striche verbunden.)

Fig. 186.

Die Unterschiede, welche das Spektrum der Sonnenflecken gegen dasjenige der Photosphäre zeigt, bestehen wesentlich in der Verbreiterung und Verstärkung vieler Linien, wobei einzelne derselben besonders beteiligt sind. Derselbe Vorgang findet beim Übergange von IIa nach IIIa statt, und es ist deshalb schon früh darauf aufmerksam gemacht worden, daß das Spektrum der Klasse IIIa prinzipiell identisch sei mit demjenigen der Sonnenflecken, daß also entweder auf den Sternen der Klasse IIIa die Flecken ein überwiegendes Areal bedecken, so daß das mittlere Spektrum dem der Sonnenflecken genähert sei, oder daß der Gesamtzustand der Atmosphäre sich demjenigen in den Sonnenflecken nähere. Eine besondere Stütze hat die erstere Ansicht dadurch gewonnen, daß viele Sterne der Klasse IIIa veränderlich sind mit langer Periode. Es war leicht, sich vorzustellen, daß auf diesen Sternen die Zahl oder Größe der Flecken in ähnlicher, aber sehr verstärkter Weise variiere innerhalb einer Periode von durchschnittlich mehr als einem Jahre, und daß dadurch die Helligkeitsveränderung bedingt sei. An einem direkten

Beweise hierfür hat es bis vor kurzem gemangelt, da es hierzu sehr ausführlicher Untersuchungen über die Unterschiede des Fleckenspektrums gegenüber dem allgemeinen Sonnenspektrum bedarf. Erst in den letzten Jahren sind diese Forschungen, besonders durch Mitchell, Hale und Adams, so weit gediehen, daß einigermaßen sichere Schlüsse gezogen werden können. Hale und Adams haben das photographische Spektrum von α Orionis mit dem von Mitchell beobachteten Fleckenspektrum verglichen und gefunden, daß zahlreiche Linien und Bänder in nahe demselben Verhältnisse verstärkt erscheinen gegenüber dem Sonnenspektrum. Besonders betrifft dies die Linien der Metalle Vanadium, Titan und Mangan. Wenn diese Identität bestätigt werden sollte, so wäre dies von ganz besonderer Wichtigkeit für unsere Kenntnis über die Zukunft unserer Sonne. Die Bildung der Sonnenflecken wäre gleichsam als eine Alterserscheinung aufzufassen, die mit zunehmendem Alter in solchem Maße wächst, daß sie die Konstitution der Atmosphäre schließlich vollständig beherrscht, wenn die Sonne in das Stadium des Typus IIIa eingetreten ist. Eine direkte Entscheidung über diese Frage könnte getroffen werden, wenn es gelänge, nachzuweisen, daß die veränderlichen Sterne der Klasse IIIa in ihrem Minimum die Charakteristik ihrer Klasse stärker zeigen, als während des Maximums. Ob eine solche Untersuchung in absehbarer Zeit möglich ist, muß aber sehr fraglich erscheinen.

Klasse IIIb. Die hierher gehörigen Sterne sind alle sehr schwach; keiner ist heller als 5. Größe, so daß das Studium dieser interessanten Objekte sehr erschwert ist. Die ersten sorgfältigen Untersuchungen über diese Spektra sind von Huggins, Vogel und Dunér erhalten worden; es konnte konstatiert werden, daß das Spektrum beherrscht wird durch sehr breite und sehr dunkle Absorptionsbänder, die nach Rot scharf begrenzt sind, nach Violett allmählich verlaufen. Die Wellenlängen der zu messenden scharfen Kanten der Bänder sind im Mittel aus Vogel und Dunér die folgenden, zusammengestellt mit den entsprechenden Wellenlängen der Kohlenwasserstoffbänder, wie sie in den Kometen auftreten.

Wellenlänge IIIb	Wellenlänge Kohlenwasserstoff
5633	5635
5162	5165
4729	4737
4370	4382

Es konnte hiernach, besonders in Anbetracht der Schwierigkeit der Wellenlängenbestimmung in den überaus schwachen Spektren, kein Zweifel bestehen, daß in den Atmosphären dieser Sterne Kohlenwasserstoff enthalten ist, der stark absorbierend wirkt.

Von den genannten Beobachtern wurden noch andere Bänder und auch Linien beobachtet, die teilweise mit Linien des Sonnenspektrums übereinstimmen, wie z. B. die D- und E-Linie; es wurde aber weiter erkannt, daß diese Linien noch besser mit den Metallinien der Klasse IIIa übereinstimmen, so daß, abgesehen von den Bändern, eine große Ähnlichkeit der Spektra von IIIa und IIIb angenommen werden konnte; auch der plötzliche Abfall des Spektrums bei der G-Gruppe tritt in IIIb auf, wohl noch schärfer als in IIIa.

Eine außerordentliche Erweiterung der Kenntnisse über die Sternspektra

der Klasse IIIb hat in den letzten Jahren dadurch stattgefunden, daß es Hale mit Hilfe des großen Refraktors der Yerkes-Sternwarte gelungen ist, photographische Aufnahmen dieser Spektra bei relativ starker Dispersion zu erhalten. Außer den Kohlenwasserstoffbändern sind zahlreiche dunkle Linien vorhanden, die vielfach mit Linien des Sonnenspektrums übereinstimmen, in bezug auf ihre Intensitäten sich aber noch besser den Linien der Klasse IIIa anschließen, so daß in bezug auf die metallischen Absorptionen der schon hervorgehobene nahe Zusammenhang zwischen den Sternen der beiden Unterabteilungen der Klasse III bestätigt ist. Damit ist auch eine Ähnlichkeit der Spektra von IIIb mit denjenigen der Sonnenflecken angedeutet, die übrigens von Hale auch noch durch spezielle Untersuchungen bewiesen worden



Fig. 187.

ist. In Fig. 187 sind drei Spektra nach Haleschen Aufnahmen gegeben, von denen das oberste vergleichshalber der Klasse IIa (Sonne) angehört, das zweite der Klasse IIIa (μ Geminorum), das dritte der Klasse IIIb (132 Schjellerup).

Viele der Absorptionslinien haben identifiziert werden können: Kalzium ist durch zahlreiche und teilweise sehr kräftige Linien vertreten; von den Chromlinien sind diejenigen kräftig, welche in den Fleckenspektren verbreitert erscheinen; Eisen ist zweifellos vorhanden, aber durch verhältnismäßig schwache Linien vertreten. Ein eigentümliches Verhalten zeigt der Wasserstoff, welches wohl am besten kurz dahin präzisiert werden kann, daß ähnliche Verhältnisse vorzuliegen scheinen wie bei den Übergangssternen von Ic zu Ia, so daß die Wasserstofflinien teilweise hell sind. Die Magnesiumlinien sind kräftig und zahlreich, ebenso diejenigen von Titan und Vanadium. Die Linien aller bisher erwähnten Metalle gleichen in ihren Intensitäten den entsprechenden Linien in den Fleckenspektren.

Mitchell steht den sämtlichen bisherigen Resultaten, betreffend die Übereinstimmung zwischen den Spektren IIIa und IIIb und dem Fleckenspektrum, auf Grund sehr sorgfältiger Untersuchungen skeptisch gegenüber, da wegen

der schwachen Dispersion der Sternspektra exakte Identifizierungen mit den Fleckenlinien nicht möglich seien. Mitchell konstatiert, daß häufig ganz schwache Linien des Sonnenspektrums im Fleckenspektrum bedeutend verstärkt erscheinen, während unmittelbar benachbarte starke Linien ganz unverändert bleiben. Im Sternspektrum ist ein solches Linienpaar nicht zu trennen; man weiß also nicht, welche der beiden Linien verstärkt ist.

Es muß daher diese Frage vorläufig noch als offen betrachtet werden, wenngleich die Ähnlichkeit der Spektra von IIIa und IIIb mit dem Fleckenspektrum doch recht beträchtlich zu sein scheint.

Die Kohlenwasserstoffbänder sind auf den Haleschen Aufnahmen mit großer Deutlichkeit sichtbar; es ließen sich nicht nur die Kanten der Hauptbänder, sondern auch diejenigen der Partialbänder messen. Außerdem aber sind auch die Bänder des Cyanspektrums vorhanden, wie die folgende Zusammenstellung lehrt.

Kanten der Bänder			
in IIIb		in Kohlenwasserstoff	in Cyan
λ 5639	gelbes Band	λ 5635	—
5588	gelbes Band	5586	—
5544	gelbes Band	5541	—
5505	gelbes Band	5503	—
5169	grünes Band	5165	—
			—
4739	blaues Band	4737	—
4717	blaues Band	4715	—
4697	blaues Band	4698	—
4609		—	λ 4606
4578		—	4578
4555		—	4553
4532		—	4532
4515		—	4514
4503		—	4502
4381		4380	—

Im allgemeinen sind die Wellenlängen der Bänder in den Sternen etwas größer als die im Laboratorium gemessenen; es dürfte dieser Unterschied aber wohl nicht reell sein, sondern auf der Schwierigkeit der Messung der einseitig scharfen Kanten beruhen.

Das wichtigste Resultat, zu welchem die Haleschen Aufnahmen geführt haben, ist nun die Konstatierung sehr zahlreicher **heller** Linien in IIIb. Schon Secchi hat die Existenz heller Linien in den Spektren der Klasse IIIb behauptet, während Dunér und Vogel dieser Ansicht energisch entgegengetreten sind, indem sie erklärten, daß nur scheinbar helle Linien vorhanden seien, verursacht durch Stellen des kontinuierlichen Spektrums, die absorptionsfrei wären. Später hat indessen Dunér, mit besseren Hilfsmitteln ausgestattet, selbst derartige Stellen als wirkliche, helle Emissionslinien bezeichnet. Es kann keinem Zweifel unterliegen, daß das Aussehen der Haleschen Aufnahmen ohne weiteres für die Richtigkeit der Deutung der hellen Stellen im Spektrum als heller Emissionslinen spricht, indes ist dies eben nur eine Deutung, d. h. auch eine individuelle Auffassung, ob helle Emissionslinien oder Lücken in der Absorption. Bei der großen Wichtigkeit dieser Frage — ist es doch a priori unwahrscheinlich, daß von einem bereits stark abgekühlten Stern Emissionslinien ausgesandt werden können — ist ein ausführlicheres Eingehen auf diesen Gegenstand erforderlich. Die Gründe, welche Hale für die Richtigkeit seiner Anschauung gibt, sind die folgenden: Die hellste Linie im Spektrum von 152 Schjellerup, λ 5592, erschien auf den Platten bereits bei

einer Exposition von 4 Minuten, während eine entsprechende Stelle des kontinuierlichen Spektrums erst in 12 Minuten wirkte. Wenn diese Stelle dem kontinuierlichen Spektrum angehören sollte, so müßte angenommen werden, daß hier eine Unterbrechung des starken gelben Kohlenwasserstoff-absorptionsbandes vorliege. Es liegt aber auch tatsächlich hier eine solche Unterbrechung vor; denn diese helle Stelle befindet sich unmittelbar vor der Kante des zweiten Partialbandes; die helle Stelle müßte aber dann nach Rot verwaschen erscheinen, während sie beiderseitig scharf begrenzt ist.

Nun müßte ferner eine helle Stelle des kontinuierlichen Spektrums immer weniger gut sichtbar werden, je stärker die Dispersion ist, weil ja dann eine Verbreiterung stattfindet; das ist aber tatsächlich nicht der Fall, vielmehr sind alle hellen Linien am besten bei möglichst starker Dispersion zu erkennen.

Diese Gründe sprechen für die Deutung der hellen Stellen als helle Linien; es ist aber ein sehr wichtiger Einwurf gegen diese Deutung daraus



Fig. 188.

abzuleiten, daß es nicht gelungen ist, unter den 213 hellen Linien, welche nach Hale als solche aufzufassen sind, auch nur eine einzige mit Sicherheit zu identifizieren. Daß bei einer so großen Zahl von Linien einzelne mit sonstwie bekannten Linien, z. B. solchen der Wolf-Rayet-Sterne, zusammenfallen, ist selbstverständlich; es beschränkt sich dies aber nur auf einzelne Linien, nie auf mehrere desselben Elements oder derselben Art.

Es erscheint tatsächlich unwahrscheinlich, daß ein Element wie Helium, oder derartige Elemente, wie sie in den Nebeln vorhanden sind, nicht vertreten sein sollten, während am Himmel sonst gänzlich unbekannte Elemente Emissionsspektra liefern. Sind aber die hellen Stellen keine Linien, sondern nur Lücken, dann ist das Fehlen sicherer Identifizierungen selbstverständlich.

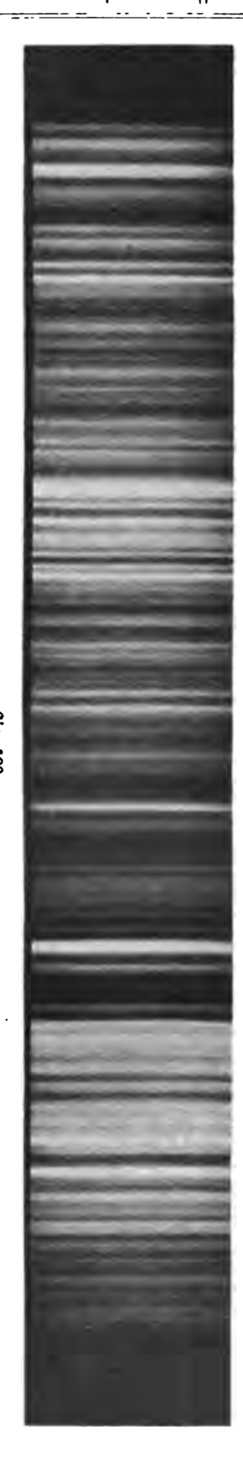
Auf Veranlassung Hales hat Keeler das Spektrum von 152 Schjellerup am großen Refraktor der Lick-Sternwarte untersucht und kommt zu dem Resultat, daß seiner Ansicht nach nur wenig Zweifel an der Existenz heller Linien vorhanden sei.

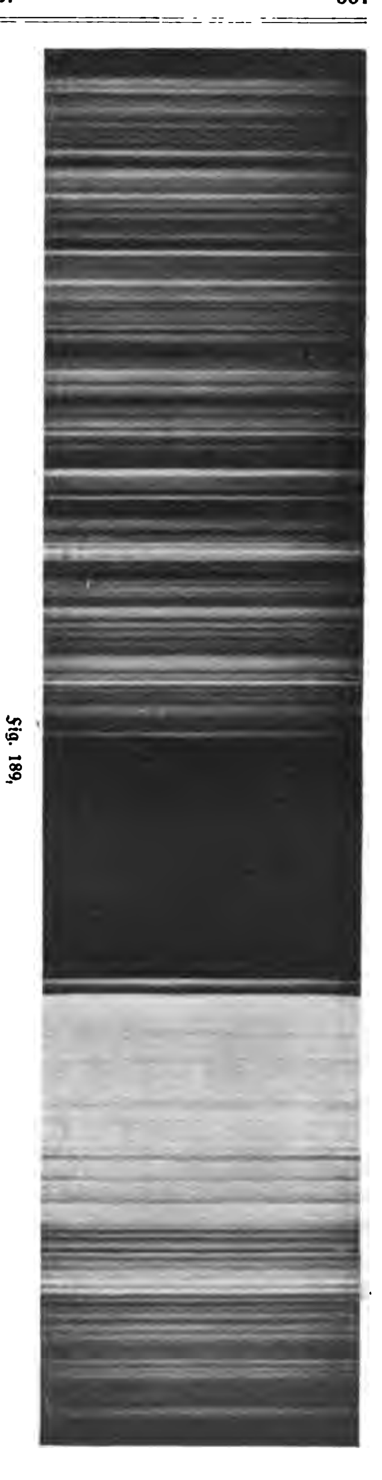
Es erscheint uns hiernach das Vorhandensein heller Linien in IIIb noch nicht mit vollständiger Sicherheit klargestellt zu sein; wie sehr aber der bloße Anblick dafür spricht, möge aus den drei Fig. 188 bis 190 ersehen werden, welche verschiedene Teile des Spektrums von 152 Schjellerup nach den Aufnahmen

von Hale darstellen. Vielleicht liegt die Wahrheit in der Mitte: Es werden tatsächlich helle Linien vorhanden sein, aber in wesentlich geringerer Zahl als Hale angenommen hat; in den meisten Fällen werden wohl nur Lücken als helle Linien aufgefaßt worden sein.

Von den bis jetzt bekannten 242 Sternen der Klasse IIIb sind 48, also 20%, veränderlich. Pickering und Hale haben gefunden, daß bei zwei Sternen die helle Hβ-Linie veränderlich ist, indem ihre Intensität bis zum völligen Verschwinden variieren kann.

Was die Verteilung dieser Sterne angeht, so ist ein Zusammenhang mit der Dichtigkeitszunahme der Fixsterne im allgemeinen nach der Milchstraße hin unverkennbar. Bezeichnet man die Dichtigkeit ihrer Verteilung in einem größeren Abstand von der Ebene der Milchstraße als 30° mit 1,0, so erhält man nach Parkhurst die folgenden Dichtigkeitszah-


Fig. 190.


Fig. 189.

len für die beigeschriebenen galaktischen Breiten, zusammengestellt mit den entsprechenden Werten, welche den Sternen der 6,5. bis 9,5. Größenklasse der Bonner Durchmusterung zukommen.

Gal. Breite	Typ. IIIb	Durchmusterung
0° bis 5°	18,3	2,7
5° bis 10°	9,2	2,6
10° bis 20°	6,0	2,1
20° bis 30°	1,9	1,5
> 30°	1,0	1,0

Die Zunahme der Dichtigkeit nach der Milchstraße hin ist hiernach 7mal so stark bei den Sternen der Klasse IIIb als bei den Sternen der anderen Klassen, und man müßte daher auf eine sehr stark ausgeprägte Tendenz schließen, etwa ähnlich wie bei den Sternen der Klasse IIb. Bei näherer Betrachtung ist aber diese Tendenz durchaus nicht so stark, wie es nach den obigen Zahlen erscheint. Scheiner hat nachgewiesen, daß die allgemeine Zunahme der Sterndichtigkeit nach der Milchstraße bedeutend stärker ist, als sie durch die Bonner Durchmusterung angedeutet erscheint, weil in den sternarmen Gegenden viele Sterne mitbeobachtet sind, die wesentlich schwächer als 9,5 sind, während in den reichen Gegenden das Umgekehrte stattgefunden hat. Hiernach würde die Zunahme bei der Klasse IIIb vielleicht nur das Doppelte von der der übrigen Sterne betragen, immerhin aber noch deutlich ausgesprochen sein.

Wir wollen nun zu der Darlegung derjenigen Ansichten gehen, welche Hale über die physische Konstitution der Sterne der Klasse IIIb gewonnen hat.

Die Frage über die Höhe der Atmosphärenschicht, innerhalb deren die Kohlenwasserstoffabsorption vor sich geht, läßt sich beantworten in Rücksicht auf die Beobachtungen, welche Hale in dieser Beziehung im Spektrum der Sonnenatmosphäre gemacht hat. Unter den günstigsten Umständen konnten am Sonnenrande die hellen Kohlenwasserstofflinien des grünen Bandes an der Basis der Chromosphäre erkannt werden. Da bei der geringsten Verstellung des Fernrohrs diese Linien sofort verschwanden, so muß die Kohlenwasserstoffschicht sehr dünn sein, vielleicht nur 1″ stark. Bei der Sonnenfinsternis vom Januar 1898 konnten auch die Cyanbänder als kürzeste Linien des Flash-Spektrums aufgenommen werden. Hieraus ist der Analogieschluß zu ziehen, daß auch auf den Sternen der Klasse IIIb die Kohlenwasserstoffschicht sich unmittelbar über der Photosphäre befindet, und das wird durch den Umstand wahrscheinlich gemacht, daß mehrere helle Linien den Kohlenwasserstoffbändern superponiert sind, deren entsprechende Gase also oberhalb der Kohlenwasserstoffschicht liegen würden. Wenn aber schon unmittelbar oberhalb der Photosphäre chemische Verbindungen existieren können, so muß die Temperatur schon recht tief liegen. Ein weiterer Beweis hierfür und für die Zunahme der Absorption ist auch durch das Verhalten der Metalllinien gegeben. Besonders interessant verhält sich in dieser Beziehung Kalzium. Aus Laboratoriumsversuchen ist bekannt, daß die Kalziumlinie λ 4227 an Stärke zunimmt, wenn die Temperatur des Kalziumdampfes herunter geht, oder wenn seine Dichtigkeit zunimmt. Im Bunsenbrenner ist diese Linie

sehr hell, während H und K fehlen. Sie ist nun z. B. im Spektrum von 19 Piscium sehr stark, ebenso auch im Spektrum der Klasse IIIa.

Auch die Ähnlichkeit der Spektra von Sonnenflecken und Sternen der Klasse IIIb spricht in derselben Richtung. Es ist wahrscheinlicher, daß das Auftreten von Sonnenflecken mit einem späteren Stadium der Entwickelung verbunden ist als mit einem früheren; demgemäß müssen sie auf roten Sternen in verstärkterem Maße vorkommen. Die starke Neigung dieser Sterne zur Veränderlichkeit verstärkt die Wahrscheinlichkeit, daß Flecken auf ihnen zahlreich vorhanden sind.

Obwohl nun die hellen Linien von IIIb mit denen von IIb (Wolf-Rayetsterne) nicht zu identifizieren sind, so zeigen doch diese beiden Klassen insofern eine Ähnlichkeit, als sie überhaupt helle und dunkle Linien gleichzeitig aufweisen. Die Ursache des Auftretens der hellen Linien wird dann in entsprechender Weise erklärt, wie dies Scheiner bei den Sternen der Klasse Ic und IIb getan hat.

Die dunklen Absorptionslinien, abgesehen von den charakteristischen Bändern, stimmen in den beiden Abteilungen der Klasse III so untereinander überein, daß man nach ihnen allein diese beiden Unterabteilungen kaum würde trennen können. Aber auch in bezug auf die Cyanbänder herrscht Übereinstimmung. Zusammenfassend kommt Hale zu folgenden gemeinsamen Eigenschaften von IIIa und IIIb: 1. die rote Farbe der Sterne, 2. die bemerkenswerte Tendenz zur Veränderlichkeit, 3. die sehr auffallende Ähnlichkeit der dunklen Linien, 4. die Möglichkeit, daß beide Spektra dieselben Linien enthalten, welche in den Sonnenflecken verbreitet erscheinen, 5. die ähnlichen physikalischen Bedingungen, welche durch den Charakter der Spektra angedeutet sind, 6. die Gegenwart heller Linien in ihren Spektren (erscheint bei IIIa aber sehr fraglich), 7. die Gegenwart dunkler Bänder in ihren Spektren, von denen die Cyanbänder beiden gemeinschaftlich sind, 8. die Verbindung zwischen beiden Spektralarten und dem Spektrum der Klasse IIa. Als wesentlicher Schluß ist hieraus zu ziehen, daß die Unterabteilungen IIIa und IIIb tatsächlich ein gleiches Entwickelungsstadium bezeichnen, daß sie tatsächlich koordiniert sind. Die Sterne der Klasse IIIb müßten sich demnach ebenfalls wie IIIa aus IIa durch Abkühlung entwickeln.

Die Verteilung der Sternspektralklassen. Wir haben nun die spektralen Eigentümlichkeiten der verschiedenen Spektralklassen und ihrer Unterabteilungen kennen gelernt. Es sind indessen einzelne Sterne vorhanden, deren Spektra in manchen Beziehungen von der normalen Form abweichen; bevor wir aber diese Abweichungen im einzelnen besprechen, können wir die wichtige Frage der spektralen Verteilung der Sterne am Himmel behandeln. Diese Aufgabe ist besonders wichtig im Hinblick auf die Auffassung, daß die verschiedenen Spektraltypen die Entwickelungsgeschichte der Fixsterne darstellen, daß also eine Statistik des Nebeneinander, wie sie spektroskopische Durchmusterungen des Himmels liefern, übertragbar ist in

eine Statistik des Nacheinander, d. h. der Festlegung der Zeiträume, in welchen durchschnittlich die Sterne in ihren Entwickelungsstadien verweilen.

Wir besitzen bis jetzt zwei spektroskopische Durchmusterungen: die Potsdamer, begründet auf direkte Beobachtungen von Vogel und Müller, welche sich aber nur auf die verhältnismäßig schmale Zone von — 1° bis + 20° Dekl. beschränkt, und die Pickeringsche Durchmusterung (Draper Catalogue), auf photographischem Wege erhalten, welche sich von — 25° Dekl. bis zum Nordpol erstreckt. Erstere umfaßt 3700 Sterne, letztere 10345. Nach der Potsdamer Durchmusterung verteilen sich die Sterne auf die verschiedenen Spektralklassen wie folgt: Typus Ia 58%, IIa 34%, IIIa 8%, IIIb 0,3%.

Der Draper Catalogue ergibt: Ia 62%, IIa 37%, IIIa 1%. Berücksichtigt man von dem letzteren Katalog nur die Sterne bis zur Größe 6 (4334 Sterne), so resultiert: Typus Ia 73%, Ib 2%, IIa 23%, Typus IIIa 1%.

Die Übereinstimmung der auf so verschiedenem Wege erhaltenen Resultate ist als eine befriedigende zu betrachten, und es ergibt sich die Tatsache, daß die Sterne der Klasse Ia merklich mehr als die Hälfte aller Sterne ausmachen, und daß von den übrigen Sternen die Klasse IIa wieder mindestens ³/₄ umfaßt, während für die Klasse III nur wenige Prozente übrigbleiben. Wir wollen nun der Frage, woher diese ungleichmäßige Verteilung kommt, etwas näher treten, wenngleich wir uns damit auf das Gebiet der Spekulation begeben müssen. Genauer präzisiert lautet diese Frage: „Weshalb wird die Anzahl der Sterne immer geringer, je weiter ihre Abkühlung und Verdichtung vorgeschritten ist?"

Man könnte dieselbe durch die Annahme beantworten, daß die Bildung der Sterne in unserem Sternsystem nahe gleichzeitig begonnen habe, und daß alsdann, da der Grad der Abkühlung innerhalb gegebener Zeit von der Masse des Sterns abhängt, die weißen Sterne die größten seien und diejenigen des III. Typus die kleinsten. Unsere Sonne würde ein Stern der mittleren Größe sein, und die übrigen Sterne wären in ihrer Hauptanzahl beträchtlich größer als unsere Sonne.

Es ist klar, daß unter allen Umständen infolge der verschiedenen Masse die einzelnen Sternindividuen eine sehr verschieden lange Zeit zu ihrer Entwickelung bedürfen werden, und daß daher die obige Erklärung nicht ohne weiteres von der Hand gewiesen werden darf. Aber gerade die Art der Verteilung deutet darauf hin, daß diese Erklärung unwahrscheinlich ist; denn man muß annehmen, daß die Massen der Sterne bei ihrer großen Anzahl nach dem Zufall verteilt sind, daß also die mittleren Massen am häufigsten und die größeren und kleineren am wenigsten häufig auftreten. Hiernach müßte die größte Anzahl der Sterne einem mittleren Spektralzustande, also jedenfalls nicht der Klasse Ia angehören.

Wir glauben, daß die einzige nach dem jetzigen Wissen mögliche Erklärung der Verteilung der Spektraltypen die folgende ist.

Wenn das uns sichtbare Sternsystem tatsächlich in der Unendlichkeit des Weltalls eine Insel ist, so kann dieselbe, unbeschadet der zeitlichen Unendlichkeit des Weltalls, doch für sich einen Entwickelungsanfang haben. Dieser Anfang braucht aber durchaus nicht in der Weise erfolgt zu sein, daß nahe gleichzeitig alle Sterne in den Zustand gelangt sind, bei welchem der Begriff eines Sterns überhaupt anfängt, sondern die Dauer des Anfangs kann von derselben Ordnung sein, wie etwa die Dauer des Entwickelungsganges eines Sterns. Während dieser Zeit, und es ist kein Grund vorhanden, weshalb wir uns nicht noch in derselben befinden sollten, findet ein Entstehen und Vergehen statt, alle Zwischenstufen zwischen beiden sind vorhanden, und das absolute Alter der Sterne ist nach dem Zufall verteilt. Da dies mit der Masse der Sterne ebenfalls der Fall ist, so ist auch das relative Alter nach dem Zufall verteilt, und man müßte demnach alle Spektralklassen gleich häufig antreffen, wenn die Dauer des Verweilens innerhalb derselben für alle Klassen die gleiche wäre. Das ist aber entschieden nicht der Fall, sondern die Dauer desjenigen Zustandes, in welchem das Gestirn noch wesentlich verdichtungsfähig ist (siehe die Helmholtzsche Theorie S. 454), muß die längere sein, weil durch diesen Prozeß ein Ersatz der durch Ausstrahlung heruntergehenden Temperatur stattfindet.

Die größte Fähigkeit der Verdichtung besitzen aber naturgemäß die am wenigsten verdichteten Sterne, also diejenigen der Klasse I, dann folgen die der Klasse II und schließlich diejenigen der Klasse III. Diese Annahme erklärt ungezwungen das Verhalten der einzelnen Typen, ja man könnte vielleicht umgekehrt aus diesem Verhalten auf die relative Dauer des Verweilens in den einzelnen Spektralklassen schließen. Aus dem hier angegebenen Entwickelungsgange folgt übrigens der Schluß, daß es auch dunkle Sterne geben muß, als Endzustand aus der weiteren Abkühlung der Sterne der Klasse III.

Die Verteilung der Sterne innerhalb der einzelnen Unterabteilungen der Klasse I läßt sich beurteilen nach den Ergebnissen der spektroskopischen Untersuchung der Sterne dieser Klasse bis zur 5. Größe, von — 5° Dekl. bis zum Nordpol, die auf photographischem Wege von Vogel und Wilsing ausgeführt worden ist. Es resultiert folgende kleine Tabelle.

Spektral-klasse	Zahl	
Ia_1	53	324
Ia_2	184	
Ia_3	87	
Ib	100	
Ic	1	

Hiernach enthält die Abteilung Ia über dreimal soviel Sterne als Ib; das Hervortreten des Heliums ist also ziemlich beschränkt. Von der Klasse Ic gilt immer noch γ Cassiopejae als der einzige Vertreter, doch würden wohl die Sterne mit teilweise hellen Wasserstofflinien hinzuzurechnen sein.

Es sind zahlreiche Versuche gemacht worden, die spektralen Verschiedenheiten der Fixsterne mit anderen Eigenschaften derselben auf statistischem Wege in Zusammenhang zu bringen. Derartige Resultate sind gewöhnlich recht skeptisch aufzufassen; wir wollen jedoch eines derselben hier erwähnen, da es tatsächlich auffallend zu sein scheint. Gore hat nachgewiesen, daß die Sterne mit stärksten Eigen-

bewegungen hauptsächlich der II. Spektralklasse angehören, wie das folgende Verzeichnis zeigt.

Stern	Eig.-Bew.	Spektr. Kl.	Stern	Eig.-Bew.	Spektr. Kl.
Groombridge 1830	7,0′	I	Sirius	1,3″	I
61 Cygni	5,2	II	Procyon	1,3	II
40 Eridani	4,1	II	LL. 27744	1,3	II
μ Cassiop.	3,7	II	γ Serpentis	1,3	II
Piazzi II 123	2,4	II	85 Pegasi	1,3	II
α Bootis	2,3	II	η Cassiop.	1,2	II
Bradl. 3077	2,1	II	δ Triang.	1,2	II
τ Ceti	1,9	II	43 Coronae	1,2	II
σ Draconis	1,9	II	36 Ophiuchi	1,2	II
61 Virginis	1,5	II	θ Urs. Maj.	1,1	II
B. A. C. 160	1,4	II	70 Ophiuchi	1,1	II
20 Mayeri	1,4	II	LL. 16304	1,0	II
Groombridge 1618	1,4	II	72 Herculis	1,0	II
τ Persei	1,3	II	31 Aquilae	1,0	II
Weiße IV 1189	1,3	I			

Von diesen 29 helleren Sternen, deren Spektra bekannt sind, gehören tatsächlich 26 der II. Spektralklasse an.

Wir müssen nun näher darauf eingehen, ob die Grundidee der Vogelschen Klassifizierung: die Entwickelung der Fixsterne infolge der durch Ausstrahlung resultierenden Wärme- und Temperaturabnahme tatsächlich richtig ist. Diese Betrachtung ist in zwei Teile zu trennen, indem zuerst nachzuweisen ist, ob noch andere als die bereits aufgeführten Gründe dafür sprechen, daß die Temperatur auf den Sternen der Klasse I höher ist als auf denen der Klasse II oder gar III. Wenn das geschehen ist, muß in zweiter Linie bewiesen werden, daß der Entwickelungsgang auch tatsächlich von den heißeren zu den kühleren Gestirnen geht, und daß er nicht etwa umgekehrt verläuft.

Dem ersten Teile der Aufgabe kann auf zwei verschiedenen Wegen näher getreten werden. Es ist bereits mehrfach auseinandergesetzt, daß die Spektra der gleichen Dämpfe Verschiedenheiten zeigen je nach der Art der Leuchterregung: in Flammen, im elektrischen Bogen und im Funken. Die Unterschiede zeigen sich hauptsächlich in der verschiedenen relativen Intensität der Linien und können sich soweit steigern, daß Linien bei der einen Art der Erregung auftreten, die bei der anderen Art gänzlich fehlen. Wenn nun auch die elektrischen Leuchterregungen, besonders diejenigen durch den Funken, recht komplizierter Art sind, so lassen sich die Verschiedenheiten der Spektra doch ungezwungen auf Temperaturunterschiede als die wesentlichsten Faktoren zurückführen; die Temperaturen aber wachsen im aufsteigenden Sinne von der Flamme durch den Bogen bis zu den hochgespannten Funken. Vielfach ist es bestritten worden, daß die spektralen Veränderungen auf die Temperatur zurückzuführen seien; sie sollen vielmehr mit inneren Vorgängen bei den Entladungen zusammenhängen, ohne daß es indessen den Vertretern dieser Richtung bisher gelungen wäre, auch nur einen einzigen

eindeutigen positiven Beweis für die Richtigkeit ihrer Anschauung zu erbringen; vielmehr deuten gerade die neuesten Resultate auf diesem Gebiete dahin, daß auch die Strahlungserscheinungen der leuchtenden Gase im wesentlichen sogenannte Temperaturstrahlungen sind. Betrachtet man sie als solche, so sind die spektralen Veränderungen ungemein leicht zu erklären, da sie nur der in zahlreichen Fällen auf anderen Gebieten bestätigten Hypothese bedürfen, daß die Elemente bei verschiedenen Temperaturen und anderen Umständen in allotropen Modifikationen existieren; es braucht hier nur an das Verhalten von Schwefel und Phosphor erinnert zu werden. Den verschiedenen allotropen Modifikationen mancher Metalldämpfe bei verschiedenen Temperaturen entsprechen verschiedene Spektra.

Scheiner hat nun zuerst darauf aufmerksam gemacht, daß sich zwei im Blau gelegene Spektrallinien des Magnesiums in den verschiedenen Spektraltypen in bezug auf ihre Kraft und Breite in einem gewissen Gegensatze zu einander befinden. Die eine dieser Linien, λ 4481, ist in den Spektren der ersten Klasse meist äußerst kräftig und breit, fast so wie die Wasserstofflinien; in der zweiten Klasse, z. B. im Sonnenspektrum, ist sie bereits viel schwächer, aber immer noch deutlich wahrnehmbar, und in der dritten Klasse läßt sie sich nicht mit Sicherheit nachweisen. Umgekehrt verhält sich die andere Magnesiumlinie, λ 4352: In der ersten Klasse fehlt sie, im Sonnenspektrum ist sie gut zu sehen, und beim dritten Typus gehört sie zu den stärksten aller Linien.

Eine entsprechende Erscheinung läßt sich im Laboratorium leicht reproduzieren. Läßt man einen starken elektrischen Funken zwischen Magnesiumdrähten überspringen, so ist die Linie 1 äußerst kräftig, Linie 2 fehlt dagegen oder ist kaum zu erkennen. Im elektrischen Bogen zwischen Kohleneelektroden ist bei Zusatz von Magnesium 1 kaum, 2 kräftig und gut zu sehen; im brennenden Magnesium fehlt 1 gänzlich. Nun liegt die Temperatur des brennenden Magnesiumdampfes unter 3000°, diejenige des elektrischen Bogens darüber, etwa 3500° bis 5000°, und diejenige stark gespannter elektrischer Funken ist jedenfalls höher, wenngleich man hierfür bestimmte Zahlen kaum angeben kann.

Es ist also zu schließen: Die Temperatur der Oberfläche oder der Photosphäre der Klasse I (weiße Sterne) ist höher als diejenige der zweiten Klasse, der gelben Sterne. Die Temperatur bei dieser zweiten Klasse ist etwas höher als die des elektrischen Lichts zwischen Kohleneelektroden; die der dritten Klasse, der roten Sterne, ist wesentlich tiefer.

Keeler hat diese Schlüsse noch ergänzt und erweitert auf Grund des Verhaltens der im Grün gelegenen Gruppe der Magnesiumlinien (b). Die b-Gruppe erscheint bei allen im Laboratorium herstellbaren Temperaturen im Magnesiumspektrum äußerst kräftig, in einigen Sternspektren dagegen sehr schwach, obgleich die Linie bei λ 4481 in denselben stark vorhanden ist, z. B. in Sirius, Wega und Rigel. Die b-Gruppe gehört zu den charakteristischen Triplets der zweiten untergeordneten Magnesiumserie (siehe S. 163), die Linie λ 4481 dagegen nicht. Nun haben Kayser und Runge allgemein

gezeigt, daß die Molekularstruktur, welche die untergeordneten Serien bedingt, bei außergewöhnlich hohen Temperaturen nicht bestehen kann. Keeler nimmt daher an, daß auf den genannten Sternen noch höhere Temperaturen herrschen, als im Funken erzeugt werden können.

Eine andere Methode der Temperaturbestimmung basiert auf der Messung der relativen Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums der verschiedenen Spektralgebiete. Nach der Kirchhoffschen Funktion ist bekannt, daß mit zunehmender Temperatur das Verhältnis der Helligkeiten zweier Spektralgebiete zunimmt, wenn dieses Verhältnis im Sinne der abnehmenden Wellenlängen gebildet wird (Rot/Violett). Wenn die Photosphären der Sterne die Eigenschaft des schwarzen Körpers hätten, so würde man aus diesen Verhältnissen durch Vergleichung mit Messungen am schwarzen Körper selbst unmittelbar die richtigen Temperaturen erhalten; da man das aber nicht mit Bestimmtheit weiß, so darf man die abgeleiteten Temperaturen auch nur als sogenannte effektive bezeichnen. Die Messung der relativen Helligkeiten der einzelnen Spektralgebiete geschieht mit Hilfe des Spektralphotometers; aber die damit gewonnenen Zahlen sind doch nur mit großer Vorsicht zu benutzen. Bei den Sternen der I. Klasse, in deren Spektren nur wenige Absorptionslinien vorhanden sind, wird man ohne weiteres richtige Werte erhalten, nicht aber bei denen der Klasse II oder gar III. Wie wir kennen gelernt haben, nimmt hier die Zahl der Linien nach dem Violett hin außerordentlich zu, so daß die relative Schwäche der blauen und violetten Spektralgebiete in diesen Sternen durchaus nicht allein auf niedrige Temperatur zurückzuführen ist. Bei Typus III fehlt das Violett von der G-Gruppe an vollständig, und zwar zweifellos durch Absorption und nicht etwa, weil die Temperatur so niedrig wäre, daß überhaupt violettes Licht nicht ausgesendet würde.

Wilsing und Scheiner haben nun in den letzten Jahren eine spektralphotometrische Durchmusterung der Sterne ausgeführt, bei welcher auf diesen Punkt besondere Aufmerksamkeit verwendet wurde, indem nur ganz linienarme Spektralteile zur Untersuchung herangezogen worden sind.

Es ist nach diesen noch nicht abgeschlossenen Untersuchungen die Frage zu bejahen, daß die Sterne der Klasse I die heißesten sind; dann folgen die der II. Klasse und schließlich die der III. Wir können uns daher nun dem zweiten Teile der Frage widmen, ob in dieser Reihenfolge auch tatsächlich der zeitliche Entwickelungsgang der Fixsterne vorliegt.

Dieser Gedanke ist scheinbar der natürlichste und einfachste, da er unmittelbar auf der Erfahrung fußt, daß ein heißer Körper, der sich selbst überlassen bleibt, sich allmählich durch Ausstrahlung abkühlt. Aber es ist wohl zu bedenken, daß die Fixsterne nicht einfache Körper sind, deren Temperatur durch Wärmeverlust unter allen Umständen heruntergeht, sondern kompliziert gestaltete Gaskugeln, die sich vollständig anders verhalten können. v. Helmholtz hat gezeigt, daß die Kontraktion gasförmiger Körper für lange Zeiten eine solche Temperaturerhöhung bedingen kann, daß dieselbe sogar die durch den Wärmeverlust bei der Ausstrahlung bedingte Temperatur-

erniedrigung überkompensiert. Daß das jetzt stattfindende Temperaturgleichgewicht der Sonne hierauf zurückzuführen ist, unterliegt heute keinem Zweifel mehr.

Unter Zugrundelegung der Kant-Laplaceschen Entwickelungstheorie muß der ganze jetzige Energievorrat des Sonnensystems nebst dem inzwischen durch Ausstrahlung verloren gegangenen Betrage in einem sehr ausgedehnten, mit sehr verdünnter Materie erfüllten Raume in nahe gleichförmiger Verteilung vorhanden gewesen sein, dessen äußere Temperatur nur wenig über der Temperatur des Weltalls gelegen haben kann. Durch Kontraktion hat sich hieraus der jetzige Zustand entwickelt, d. h. der bei weitem größte Teil der ursprünglichen Materie ist jetzt in einem relativ sehr kleinen Raume bei sehr hoher Temperatur vereinigt. Die Kontraktion ist also sicherlich nicht nur genügend zur Erhaltung der ursprünglichen Temperatur gewesen, sondern sie hat trotz des Wärmeverlustes eine bedeutende Erhöhung der Temperatur im Gefolge gehabt. Ist nun unsere Annahme von dem Entwickelungsgange der Sonne richtig, so muß für jeden Stern einmal ein Wendepunkt in der Temperaturkurve eingetreten sein.

Unter der Annahme der v. Helmholtzschen Theorie gelangt man nach Wilsing zu einer sehr einfachen Erklärung der einschlägigen Verhältnisse, sofern man den ersten Hauptsatz der mechanischen Wärmetheorie hierauf anwendet. Stellt man die Beziehung zwischen dem Wärmeverlust durch Strahlung und der Gravitationsarbeit her, so ergibt sich der folgende Satz: Der Wärmeverlust, welchen ein Weltkörper durch Strahlung in der Zeiteinheit erleidet, ist äquivalent der in derselben Zeit von den Gravitationskräften bei Verdichtung der Masse geleisteten Arbeit. Nimmt man weiter an, daß die Strahlung nach dem Stefanschen Gesetze erfolge, daß also der Himmelskörper als schwarzer Körper wirke, so würde sich die Temperatur asymptotisch dem Werte $\left(\frac{a}{\varepsilon}\right)^{1/4}$ nähern, in welchem Ausdruck ε eine positive Konstante ist, a dagegen nur eine für kürzere Zeiträume als konstant zu betrachtende Größe bedeutet. Wilsing kommt zu dem Schlusse, daß Temperatur und Strahlung nur sehr langsam proportional der Verdichtungsarbeit wachsen. Im Typus I erreicht die Temperatur ihr Maximum und folglich auch die bei der Verdichtung der Materie in der Zeiteinheit geleistete Arbeit. Da hier also der Wendepunkt der Temperaturkurve liegt, ist diese Phase der Entwickelung von verhältnismäßig langer Dauer. Wenn die Entwickelung bis zum Typus II fortgeschritten ist, so hat die Temperatur und Arbeitsgröße bereits wieder stark abgenommen, und letztere nähert sich noch weiter einem konstanten Wert. In diesem Stadium, in welchem sich die Sonne befindet, werden daher Temperatur und Strahlung sich erst innerhalb sehr langer Zeiträume merklich ändern. Endlich nähert sich der Körper, durch den Typus III hindurchgehend, asymptotisch dem Zustande größter Dichtigkeit der Materie und seine Temperatur sich derjenigen des Weltraums.

Die Verteilung der Sterne unseres Fixsternsystems nach den verschiedenen Spektralklassen gibt auch Aufschluß darüber, wie unser System, aus der Ferne betrachtet, so wie wir die eigentlichen Sternhaufen sehen, sich insgesamt spektroskopisch darstellen wird.

Da über die Hälfte aller Sterne der ersten Spektralklasse angehört, so muß auch im Gesamtspektrum der I. Typus wesentlich erscheinen, vielleicht mit schwachen Andeutungen des Spektrums der Klasse IIa.

Stellt man nun die Hypothese auf, daß die Nebel mit kontinuierlichem Spektrum tatsächlich selbständige Fixsternsysteme in ungeheurer Entfernung von uns seien, so liegt es nahe, dieselben auch mit unserem Fixsternsystem in Vergleich zu ziehen. Solange dies aber nur eine Hypothese ist, steht ein solcher Vergleich auf schwachen Füßen; denn dieselbe ist durchaus keine selbstverständliche. Wir kennen die Bedingungen, unter welchen die Gasnebel leuchten, keineswegs; es liegt daher kein Bedenken vor, anzunehmen, daß bei einzelnen Nebeln das Leuchten unter solchen Bedingungen stattfindet, unter denen auch Gase ein kontinuierliches Spektrum liefern, ja man muß schon eine über alle Begriffe geringe Dichtigkeit der Nebel annehmen, um überhaupt das Auftreten von hellen scharfen Linien an Stelle ganz verwaschener Bänder oder eines kontinuierlichen Spektrums zu erklären. Eine Entscheidung in dieser Frage kann nur das Spektroskop liefern: Zeigen sich in dem kontinuierlichen Spektrum der Nebelflecken dunkle Absorptionslinien, so haben wir ein System von Fixsternen vor uns, fehlen die Absorptionslinien, so bleibt die Frage unentschieden.

Eine Entscheidung war wegen der Schwäche der kontinuierlichen Nebelspektra lange Zeit nicht herbeizuführen. Die Beobachtung von Vogel, daß in dem kontinuierlichen Spektrum der Nebel das Grün die hellste Partie darstelle, während z. B. im Sonnenspektrum das Gelb am hellsten erscheint, ist auf den Einfluß des Purkinjeschen Phänomens bei schwachen Spektren zurückzuführen. 1899 gelang es Scheiner, mit einem sehr lichtstarken kleinen Spektrographen in Verbindung mit einem Spiegelteleskop bei einer Expositionszeit von $7^1/_2$ Stunden ein deutliches Spektrum des mittleren Teiles des Andromedanebels zn erhalten, welches einige dunkle Linien zeigt, die, wie die Messungen ergaben, mit solchen im Sonnenspektrum übereinstimmen. Die Ähnlichkeit mit dem Sonnenspektrum beschränkt sich nicht nur auf diese Linien, sondern erstreckt sich auch auf die Intensitätsverhältnisse der einzelnen Spektralteile. Dieses Resultat ist später von Huggins bestätigt worden.

Hiermit ist der definitive Beweis geliefert, daß der Andromedanebel ein Fixsternsystem ist, und ferner, daß die Mehrzahl seiner Sterne der zweiten Spektralklasse, dem Sonnentypus, angehört, im Gegensatze zu unserem eigenen Fixsternsystem. Da nun die zweite Klasse ein vorgeschritteneres Entwickelungsstadium darstellt als die erste Klasse, so ist weiter zu folgern, daß das System des Andromedanebels relativ älter ist als das unsrige.

Aus dieser Erkenntnis erwächst nun aber die Berechtigung, unser eigenes System auch in bezug auf seine Form mit den Sternhaufen zu vergleichen.

Als das Einfachste und Natürlichste erscheint es, unser Fixsternsystem mit Milchstraße als einen Ring mit innerem Kern zu betrachten; dem steht aber entgegen, daß die Ringnebel ausnahmslos Gasspektra liefern. Sehen wir uns nach etwa möglichen Formen der Nebel mit kontinuierlichem Spektrum um, so würden die scheiben- und spindelförmigen — letztere hätte man als Scheiben, deren Ebene merklich gegen die Gesichtslinie geneigt ist, zu betrachten — allein mit unserem Milchstraßensystem verträglich sein; seit Herschel hat man ja unser System als scheiben- oder linsenförmig angesehen. Nun sprechen aber doch viele, besonders durch die photographischen Aufnahmen der Milchstraße gewonnene Gründe gegen eine solche Auffassung; andererseits haben sich die scheiben- und spindelförmigen Nebel vielfach als Spiralnebel erwiesen, und man wird daher auf den Gedanken geführt, auch unser System als einen Spiralnebel zu betrachten. Denken wir uns in die Mitte eines Spiralnebels versetzt, so würden wir, als in der Ebene der Spiralen befindlich, deren wahre Form nicht erkennen können; vielmehr müßten dieselben, sich gegenseitig teilweise überdeckend, als mehr oder weniger unregelmäßiger Ring erscheinen, d. h. genau so wie unsere Milchstraße. Wir werden auf diesen Punkt noch einmal bei der Betrachtung der photographischen Aufnahmen der Milchstraße zurückkommen.

Die Bewegung der Fixsterne im Visionsradius. Der erste Hinweis auf die Bedeutung des Dopplerschen Prinzips für die Erkennung von translatorischen Bewegungen der Himmelskörper im Sinne der Richtung der Verbindungslinie vom Gestirn zur Erde, dem sogenannten Visionsradius, rührt von Fizeau her. Derselbe veröffentlichte 1848 die Bemerkung, daß die durch eine Bewegung in der Gesichtslinie verursachte Änderung der Wellenlänge auch eine Veränderung der Brechbarkeit bedingen müsse, daß also in einem Spektrum hierdurch eine Verschiebung der Spektrallinien resultiere. Fizeau selbst macht auf die Schwierigkeiten, welche dadurch entstehen, daß, infolge der im Verhältnis zur Lichtgeschwindigkeit im Weltall vorkommenden, nur geringen materiellen Geschwindigkeiten, die Verschiebungen nur sehr gering sein können, aufmerksam, spricht aber gleichzeitig die Hoffnung aus, daß es doch späterhin gelingen möge, die Verschiebungen zu finden.

Lange Jahre hat es allerdings gedauert, bis diese Hoffnung in Erfüllung gegangen ist, bis die fortschreitende Verbesserung an Instrumenten und Methoden schließlich nicht bloß zu einem Nachweis, sondern auch zu einer Messung der Geschwindigkeiten geführt hat. Daß ein Erfolg auf diesem Gebiete zuerst an der Sonne erreicht wurde, ist selbstverständlich, weil die große Helligkeit die Anwendung starker Dispersionen mit Leichtigkeit gestattete.

Die ersten Versuche, das Doppler-Fizeausche Prinzip auf die Fixsterne anzuwenden, rührten von Huggins 1867 her; ihnen schließen sich 1871 die entsprechenden Versuche von Vogel an, die aber nur wenig zahlreich sind. Auf die außerordentlichen Schwierigkeiten, die derartigen subtilen Beobachtungen entgegenstehen, haben beide Beobachter aufmerksam gemacht und deshalb ihre Versuche überhaupt nicht weiter fortgesetzt. Vom Jahre 1875

an wurden die Verschiebungsmessungen in das ständige Programm der Greenwicher Sternwarte aufgenommen, und es wurden bis zum Jahre 1888 sehr zahlreiche Beobachtungen von Maunder ausgeführt. Auch Seabroke hat zahlreiche derartige Messungen angestellt. Um einen Überblick über die hierbei erreichte Genauigkeit zu geben — die Greenwicher Beobachtungen beziehen sich auf etwa 100 der hellsten Sterne, von denen manche mehr als 50mal beobachtet sind — dient die folgende Zusammenstellung der Resultate für diejenigen Sterne, welche von mindestens zwei Astronomen gemessen sind.

Stern	Greenwich	Seabroke	Huggins	Stern	Greenwich	Seabroke	Huggins
α Androm.	— 47 km	— 42 km	—	δ Urs. Maj.	+ 6 km	— 3 km	+ 30 km
γ Pegasi	— 39	— 23	—	ε Urs. Maj.	0	— 78	+ 30
α Aurig.	+ 35	+ 17	—	ζ Urs. Maj.	+ 35	+ 4	+ 30
β Orionis	+ 31	+ 47	+ 24 km	η Urs. Maj.	— 2	+ 24	—
γ Orionis	— 1	+ 48	—	η Bootis	— 54	— 23	—
δ Orionis	+ 1	+ 87	—	α Bootis	— 73	— 26	— 89
ε Orionis	0	+ 21	—	ε Bootis	— 10	— 20	—
ζ Orionis	— 7	+ 27	—	α Coronae	+ 24	— 23	—
α Orionis	+ 47	+ 45	+ 35	α Ophiuchi	— 25	— 31	—
β Aurigae	— 5	+ 1	—	α Lyrae	— 61	— 74	— 79
γ Gemin.	— 31	— 75	—	γ Lyrae	— 55	— 54	—
α Gemin.	+ 15	+ 52	+ 42	ζ Aquil.	— 38	— 90	—
α Can. Min.	+ 13	+ 22	— 12	γ Aquil.	— 29	— 15	—
β Gemin.	— 52	— 6	— 78	δ Cygni	— 24	— 44	—
α Leon.	+ 8	+ 47	+ 24	α Aquil.	— 48	— 24	—
β Urs. Maj.	+ 29	— 8	+ 30	γ Cygni	— 23	— 71	—
α Urs. Maj.	— 52	+ 13	— 85	α Cygni	— 61	— 61	— 63
γ Leon.	— 35	— 11	—	ε Cygni	— 0	— 50	—
δ Leon.	— 17	— 22	—	η Pegasi	— 0	— 88	—
ϑ Leon.	+ 15	+ 29	—	β Pegasi	— 11	+ 3	—
β Leon.	— 15	— 17	—	α Pegasi	— 38	— 48	—
γ Urs. Maj.	+ 22	— 30	—				

Die Übereinstimmung der verschiedenen Beobachter ist eine wenig befriedigende. Besonders ungenau sind die Seabrokeschen Werte, wie sich auch aus ihrer inneren Übereinstimmung ergibt. Die Greenwicher und Hugginsschen Werte stimmen besser unter einander, wenigstens stimmen im allgemeinen die Vorzeichen; wie wir weiter unten sehen werden, sind die gemessenen Werte aber durchschnittlich viel zu groß, eine Erscheinung, die sehr plausibel zu erklären ist, da bei Messungen, die an der Grenze der Möglichkeit liegen, kleine Unterschiede stets überschätzt werden.

Ein epochemachender Fortschritt in der Ermittelung der Bewegungen der Fixsterne im Visionsradius beginnt mit dem Jahre 1888, wo von Vogel zum ersten Male der Versuch unternommen wurde, die Linienverschiebungen in den Sternspektren auf photographischem Wege zur Sichtbarkeit zu bringen und einer exakten Ausmessung zu unterziehen. Die hierbei von Vogel und Scheiner erhaltenen Resultate sind in der folgenden Tabelle wiedergegeben; der Fortschritt gegenüber den früheren Versuchen ist unverkennbar und kommt

darin zum zahlenmäßigen Ausdruck, daß der wahrscheinliche Fehler einer Potsdamer Beobachtung ungefähr 10mal kleiner ist als der einer Greenwicher.

Stern	Vogel	Scheiner	Mittel	Stern	Vogel	Scheiner	Mittel
α Androm.	+ 2 km	+ 7 km	+ 4 km	γ Leonis	— 37 km	— 41 km	— 39 km
β Cassiop.	+ 1	+ 9	+ 5	β Urs. Maj.	— 30	— 28	— 29
α Cassiop.	— 15	— 16	— 15	α Urs. Maj.	— 10	— 13	— 12
γ Cassiop.	+ 4	— 11	— 4	δ Leonis	— 15	— 14	— 14
β Androm.	+ 9	+ 13	+ 11	β Leonis	— 14	— 11	— 12
α Ursae Min.	— 26	— 26	— 26	γ Urs. Maj.	— 30	— 23	— 27
γ Androm.	— 8	— 18	— 13	ε Urs. Maj.	— 34	— 26	— 30
α Arietis	— 15	— 15	— 15	α Virginis	—	—	— 15
β Persei	—	—	— 2	ζ Urs. Maj.	— 33	— 30	— 31
α Persei	— 11	— 10	— 10	η Urs. Maj.	— 29	— 24	— 26
α Tauri	+ 48	+ 49	+ 49	α Bootis	— 7	— 8	— 8
α Aurigae	+ 25	+ 24	+ 25	ε Bootis	— 17	— 16	— 16
β Orionis	+ 18	+ 15	+ 16	β Urs. Min.	+ 14	+ 14	+ 14
γ Orionis	+ 13	+ 5	+ 9	β Librae	— 10	—	— 10
β Tauri	+ 9	+ 7	+ 8	α Coronae	+ 32	+ 32	+ 32
δ Orionis	— 0	+ 2	+ 1	α Serpent.	+ 22	—	+ 22
ε Orionis	+ 28	+ 25	+ 27	β Herculis	— 34	— 36	— 35
ζ Orionis	+ 17	+ 13	+ 15	α Ophiuchi	+ 21	+ 18	+ 19
α Orionis	+ 16	+ 19	+ 17	α Lyrae	— 14	— 16	— 15
β Aurigae	— 26	— 30	— 28	α Aquilae	— 40	— 34	— 37
γ Geminorum	— 16	— 17	— 17	γ Cygni	— 6	— 7	— 6
α Can. Maj.	— 14	— 20	— 16	α Cygni	— 6	— 10	— 8
α Gemin.	— 30	— 30	— 30	ε Pegasi	+ 7	+ 9	+ 8
α Can. Min.	— 8	— 10	— 9	β Pegasi	+ 7	—	+ 7
β Geminorum	+ 2	+ 0	+ 1	α Pegasi	+ 2	+ 1	+ 1
α Leonis	— 9	— 10	— 9				

Wie schon angedeutet, zeigt sich ein sehr starker Unterschied zwischen den Potsdamer Resultaten und den früher erhaltenen in bezug auf die Größe der Geschwindigkeit. Aus der Vergleichung von 48 gemeinschaftlich beobachteten Sternen geht hervor, daß die mittlere Geschwindigkeit derselben nach den Potsdamer Messungen nur 16 km beträgt, nach den Greenwicher dagegen 27 km. Die früheren, visuellen Beobachtungen haben also zu große Werte ergeben.

Wir müssen nun hier eine besondere Betrachtung einschieben.

Nach dem Dopplerschen Prinzip ist es ganz gleichgültig, ob sich der Beobachter oder das beobachtete Objekt bewegt, oder ob sich beide bewegen. Maßgebend ist ganz allein die relative Geschwindigkeit, mit welcher sich die Distanz zwischen Beobachter und Objekt ändert. Nun ist aber unsere Erde kein fester Standpunkt im Raume; sie bewegt sich um die Sonne in der Ebene der Ekliptik mit einer mittleren Geschwindigkeit von nahe 30 km. Befindet sich ein Stern in der Ekliptik, so wird es eine Jahreszeit geben, in welcher unsere Erde sich mit einer Geschwindigkeit von 30 km auf diesen Stern zu bewegt; genau ein halbes Jahr später oder früher entfernt sie sich von diesem Objekt mit der gleichen Geschwindigkeit. Nennt man die Geschwindigkeit +, wenn sich Erde und Objekt von einander entfernen, die Distanz also

zunimmt, und —, wenn sie sich nähern (wie das bereits in den vorstehenden Angaben geschehen ist), so müssen die Beobachtungen eines in der Ekliptik gelegenen Sterns Geschwindigkeitsänderungen von + 30 km bis — 30 km zeigen, also Änderungen, die viel größer sind, als die mittleren Geschwindigkeiten der Sterne selbst. Befindet sich der beobachtete Stern nicht in der Ekliptik, so ist der Einfluß der Erdgeschwindigkeit kleiner; er nimmt ab mit dem Kosinus des Abstandes von der Ekliptik, so daß bei einem Stern, der sich gerade im Pol der Ekliptik befindet, die Erdbewegung überhaupt keinen Einfluß mehr ausübt. Da sich die Erde in einer Ellipse und nicht in einem Kreise um die Sonne bewegt, so ist auch die Geschwindigkeit der Erdbewegung variabel; jedenfalls aber muß an jede Beobachtung der Geschwindigkeit eines Sterns im Visionsradius eine aus den bekannten Elementen der Erdbahn zu berechnende Korrektur angebracht werden, um die wechselnde Erdbewegung zu eliminieren und die Beobachtung auf die Sonne zu reduzieren, wie das bei den schon gegebenen Resultaten geschehen ist. Als Beispiel dafür, wie die an sich gar nicht stimmenden Beobachtungen desselben Sterns zu verschiedenen Zeiten im besten Einklange mit einander stehen, sobald die Reduktion auf die Sonne angebracht wird, mögen die Beobachtungen von Vogel und Scheiner bei dem Sterne α Ursae Majoris dienen:

Datum	Beob. Geschw.	Red. auf ☉	Geschwindigkeit
1888 Nov. 7	— 31 km	+ 19 km	— 12 km
„ Nov. 9	— 32	+ 19	— 13
1889 Mai 4	+ 9	— 19	— 10
„ Mai 22	+ 6	— 18	— 12

Die in dieser Weise auf die Sonne reduzierten Geschwindigkeiten sind immer noch nicht die wahren Geschwindigkeiten der betreffenden Sterne, da unsere Sonne ebenfalls ein bewegter Fixstern ist, der, eine bisher absolut unbekannte Bahn beschreibend, z. B. eine nach einer bestimmten Richtung hin gerichtete tangentielle Geschwindigkeit besitzt. Eine bekannte und schon vielfach versuchte Aufgabe der Astronomie besteht nun darin, die Richtung dieser tangentiellen Bewegung (den Apex des Sonnensystems) und die Geschwindigkeit aus den Eigenbewegungen der Fixsterne zu ermitteln. Es liegt in der Natur dieses Problems, daß der Ort des Apex mit größerer Sicherheit aus den Eigenbewegungen zu bestimmen ist, als die Geschwindigkeit, da letztere aus den Winkelbewegungen nur ermittelt werden kann unter mehr oder weniger unsicheren Annahmen über die Entfernung der zur Lösung der Aufgabe benutzten Sterne.

Eine einfache Überlegung zeigt, daß man die Bestimmungen der Geschwindigkeiten im Visionsradius ebenfalls zur Ermittelung des Apex und der Geschwindigkeit des Sonnensystems benutzen kann; und diese Methode bietet insofern eine überaus wichtige Ergänzung der rein astronomischen, als die nunmehr resultierende Geschwindigkeit sich auf direkte Beobachtungen

stützt, also gänzlich unabhängig von allen Annahmen über die Entfernung der beobachteten Sterne ist.

Zu diesem Zwecke sind denn auch die Potsdamer Werte der Geschwindigkeit im Visionsradius benutzt worden, wenngleich es klar ist, daß wegen der viel zu geringen Anzahl der Sterne sichere Resultate nicht zu erwarten sind. Kempf und Risteen haben unabhängig einen Versuch in dieser Richtung gemacht; sie erhielten in guter Übereinstimmung für die Position des Apex in AR 212° in Dekl. + 46° und für die translatorische Geschwindigkeit des Sonnensystems 18^{km} in der Sekunde. Wir kommen auf diese Aufgabe gleich noch näher zurück.

Die in Potsdam zuerst mit so großem Erfolge angewendete Methode der Messung der Linienverschiebungen auf photographischem Wege wurde nun bald von anderen, mit besseren Hilfsmitteln ausgestatteten Sternwarten aufgenommen, und besonders ist es den amerikanischen Astronomen zuzuschreiben, daß diese Methode in bezug auf Genauigkeit wesentlich verbessert worden ist, und daß mit Hilfe der großen, vorzüglichen Refraktoren der Lick- und Yerkes-Sternwarten die Messungen auf viel schwächere Sterne ausgedehnt werden konnten, so daß zurzeit die Geschwindigkeiten im Visionsradius von vielen Hunderten von Sternen mit einer Genauigkeit bekannt sind, wie sie noch vor fünfzehn Jahren nicht erreichbar erschien; die Unsicherheit der einzelnen Bestimmungen dürfte 1^{km} nicht übersteigen. Der Hauptteil dieser Arbeit ist von den Astronomen der Lick-Sternwarte, besonders von Campbell, ausgeführt worden. Ein Verzeichnis der sämtlichen bisher bestimmten Geschwindigkeiten im Visionsradius hier zu geben, würde zu weit führen; wir müssen uns mit allgemeinen Resultaten begnügen.

Schon 1901 konnte Campbell eine Untersuchung über die Eigenbewegung unseres Sonnensystems ausführen, die sich auf die beobachteten Geschwindigkeiten von 280 Sternen bis zur vierten Größe von — 30° Dekl. bis zum Nordpol stützte.

Es ergab sich hieraus die Geschwindigkeit des Sonnensystems

$$\text{zu } V = -19{,}89^{km} \pm 1{,}52^{km},$$

als Koordinaten des Apex

$$\text{AR} = \quad 277^\circ 30' \pm 4^\circ\!,8$$
$$\text{Dekl.} = + \quad 19^\circ 58' \pm 5^\circ\!,9.$$

Die Geschwindigkeit stimmt gut mit den aus den Potsdamer Beobachtungen allein erhaltenen überein, die Position des Apex stimmt in AR vollkommen mit dem von Newcomb berechneten Mittelwert aus früheren Bestimmungen, 277°,5, weicht dagegen in Dekl. stark von dem entsprechenden (+ 35°) ab. Die schlechte Übereinstimmung in Dekl. wird zum Teile daher rühren, daß die von Campbell benutzten Sterne ganz unsymmetrisch in Dekl. verteilt sind, indem alle Sterne südlich von — 30° fehlen. Ein Teil ist aber wohl dem Umstand zuzuschreiben, daß nur hellere Sterne benutzt worden sind, die

tatsächlich eine kleinere Deklination zu ergeben scheinen, als die schwächeren Sterne. Nach den Untersuchungen von Stumpe resultieren nämlich folgende Deklinationswerte für den Apex, je nach der Helligkeit der verwendeten Sterne.

Größe	Dekl. d. Apex
1 bis 5,5	+ 31°1
5,6 bis 7,5	+ 37,5
7,6 und schwächer	+ 46,9

Hiernach ist für die Campbellschen Sterne, die nur bis zur Größe 5 gehen, eine Deklination des Apex zu erwarten, die jedenfalls kleiner als + 30° ist.

Bei der Lösung der vorstehenden Aufgabe läßt sich auch die mittlere Geschwindigkeit im Raume für die benutzten Sterne berechnen; es ergibt sich hierfür 34,1 km, so daß diesen Sternen gegenüber unsere Sonne eine sehr geringe Geschwindigkeit besitzt. Trennt man nun die Sterne nach ihrer Helligkeit in drei Klassen, so ergibt sich das sehr interessante Resultat, daß die mittlere Geschwindigkeit abhängig von der Helligkeit ist. Campbell fand folgende Werte.

Größen	Mittl. Geschw.
bis 3,0	26,1 km
3,1 bis 4,0	32,3
schwächer als 4,0	38,9

Die schwächeren Sterne unseres Sternsystems bewegen sich also merklich schneller als die hellen, eine Tatsache, die von besonderer Wichtigkeit für die Erforschung der Konstitution unseres Fixsternsystems ist. Wir haben hier, sowie durch die Bestimmung der Bewegung unseres Sonnensystems ein sehr prägnantes Beispiel dafür, in welcher Weise astrophysikalische Untersuchungsmethoden Resultate für die Aufgaben der reinen Astronomie beisteuern, und auch gleich das folgende Beispiel gehört in diese Kategorie.

Es ist auf Seite 620 angegeben worden, in welcher Weise die durch die Bewegung der Erde um die Sonne beeinflußten Bewegungsergebnisse auf die Sonne selbst zu reduzieren sind. Es ist hierbei die Geschwindigkeit der Erdbewegung als bekannt vorausgesetzt, d. h. sie ist berechnet aus den mit großer Genauigkeit bekannten Elementen und Störungen der Erdbahn und der aus anderen Beobachtungen ermittelten mittleren Entfernung von Sonne und Erde in Kilometern. Diese Zahl kann aber nur berechnet werden aus der sogenannten Sonnenparallaxe, d. h. demjenigen Winkel, unter welchem der Erdhalbmesser, von der Sonne aus gesehen, erscheint. Die Sonnenparallaxe ist daher eine der wichtigsten astronomischen Konstanten, und ihre möglichst sichere Ermittelung bildet auch heute noch eine der vornehmsten Aufgaben der Astronomie, und man hat zahlreiche Methoden zu ihrer Bestimmung erdacht und verwendet. Es ist nun klar, daß sich das oben erwähnte Problem der Reduktion der beobachteten Fixsternbewegungen auf die Sonne auch umkehren läßt, d. h. daß man die Entfernung der Erde von der Sonne oder die Sonnenparallaxe als unbekannt annehmen kann, um sie aus den beobachteten Geschwindigkeiten zu berechnen. Es ist das eine Bestimmung der Sonnenparallaxe durch astrophysikalische Beobachtungsmethoden.

Einen ersten und mit gutem Erfolge gekrönten Versuch hat in dieser

Richtung Küstner gemacht. Es wurden zu diesem Zwecke 18 Spektrogramme des Arcturus, die über ein halbes Jahr verteilt waren, benutzt, und auf denselben die Verschiebungen von einer Anzahl von Eisenlinien des Sterns gegen die entsprechenden Linien des glühenden Eisendampfes gemessen und einer sorgfältigen Diskussion unterzogen. Es ergab sich hieraus als mittlere Geschwindigkeit der Erde 29,617^{km} ± 0,057^{km}, wobei als Lichtgeschwindigkeit der Wert 299865^{km} benutzt wurde. Als Sonnenparallaxe wurde gefunden 8,″844 ± 0,″017. Der bisher als bester angenommene Wert 8,″80 weicht also nur wenig ab, und es ist aus dieser Untersuchung zu schließen, daß man unter Verwendung eines beträchtlich größeren Beobachtungsmaterials die Sonnenparallaxe mit einer Genauigkeit wird bestimmen können, die der bei den bisherigen besten Methoden erreichten nicht nachstehen wird.

Die bei den verschiedenen Sternen beobachteten Geschwindigkeiten im Visionsradius sind sehr different; daß sehr kleine Geschwindigkeiten vorkommen müssen, erhellt daraus, daß ja bei manchen Sternen die Bewegungsrichtung im Raume nahe senkrecht zum Visionsradius stehen wird. Bei ihnen wird die Eigenbewegung, wie sie durch die Ortsbestimmungen zu verschiedenen Zeiten gewonnen werden kann, ein Maximum sein. Die größten bisher aufgefundenen Geschwindigkeiten, wahrscheinlich also bei Sternen, deren Bewegungsrichtung wesentlich im Visionsradius liegt, bleibt in recht beschränkten Grenzen; Geschwindigkeiten, die den mittleren Betrag der Geschwindigkeit im Raume mehr als dreimal übertreffen, sind bisher nicht beobachtet worden. Bei den folgenden Sternen wurden die größten Geschwindigkeiten gefunden.

ε	Andromedae	— 84^{km}
η	Cephei	— 87
δ	Leporis	+ 95
Θ	Canis Maj.	+ 96
μ	Cassiop.	— 98
Φ^2	Orionis	+ 95

μ Cassiopejae hat unter diesen Sternen die größte Geschwindigkeit im Visionsradius. Der Stern besitzt aber auch gleichzeitig eine der größten bekannten Eigenbewegungen, nämlich 3,″75 im Jahre, und er befindet sich ziemlich nahe bei uns, da seine Parallaxe zu 0,″275 bestimmt worden ist. Hiernach würde seine Geschwindigkeit senkrecht zum Visionsradius 66^{km} betragen. In letztere geht aber die Geschwindigkeit der Sonne selbst nahe mit vollem Betrage ein; sie wäre danach auf etwa 48^{km} zu reduzieren. Daraus ergibt sich dann als wahre Geschwindigkeit im Raume etwa 109^{km}. Für die hellere Komponente des Doppelsterns 2 Lacertae fanden Frost und Adams eine Geschwindigkeit im Visionsradius von —16^{km}, für die schwächere dagegen von — 185^{km}. Diese größte von allen bisher beobachteten Geschwindigkeiten ist aber im wesentlichen der Bahnbewegung zuzuschreiben. Auf dem Mills Observatory (Cerro San Christobal bei Santiago) wurde die Geschwindigkeit der beiden Komponenten des hellsten Sterns am Himmel, α Centauri, be-

stimmt. Für die hellere ergab sich — 24,3 km, für die schwächere — 19,1 km. Da die Bahn dieses Doppelsterns gut bestimmt ist, läßt sich aus der Geschwindigkeitsdifferenz von 5,2 km die Parallaxe des Sterns berechnen. Sie wurde gefunden zu 0,"76, während der beste bisher durch vieljährige Heliometerbeobachtungen von Gill und Elkin ermittelte Wert 0,"75 beträgt.

Einer der interessantesten Doppelsterne ist Sirius. 1844 erklärte Bessel, daß Sirius ein Doppelstern sein müsse, indem seine Meridianpositionen periodische Veränderungen zeigten, die sich am besten durch Annahme einer Duplizität erklären ließen; die andere Komponente müsse dunkel sein. Im Jahre 1862 wurde der vermutete Begleiter von A. Clark tatsächlich als Stern neunter Größe aufgefunden; er ist also gar nicht so sehr schwach, nur wird er durch den hellen Stern Sirius überstrahlt. Durch zahlreiche Beobachtungen sind die Elemente der Siriusbahn sehr genau bekannt; nach den neuesten Bestimmungen von Zwiers sind dieselben, soweit sie hier von Interesse sind, die folgenden.

Periode:	48,84 Jahre
Große Achse:	7,"59
Exzentrizität:	0,59
Neigung:	± 46°
Jährliche Bewegung:	7°,37.

Die Parallaxe ist zu 0,"37 gefunden, und die Massen von Sirius und seinem Begleiter verhalten sich wie 2,2 : 1.

Aus diesen Elementen lassen sich nun die Geschwindigkeiten des Sirius im Visionsradius berechnen, und es ist interessant, diese berechneten Geschwindigkeiten mit den beobachteten zu vergleichen, wobei bereits aus den letzteren die Geschwindigkeit des ganzen Systems zu — 7,4 km ermittelt ist. Unter Auslassung der noch nicht genügend genauen Potsdamer und Pariser Beobachtungen ergibt sich nach Campbell die folgende Vergleichung.

Datum	Beob. Geschw.	Berechn. Geschw.	Sternwarte
1897,0	— 3,2	— 3,1	Lick
1898,1	— 5,9	— 3,9	Lick
1898,7	— 3,6	— 4,4	Lick
1899,9	— 4,8	— 5,0	Lick
1901,9	— 4,8	— 5,9	Lick
1902,1	— 6,9	— 5,9	Yerkes
1903,1	— 6,9	— 6,3	Lick
1905,0	— 5,4	— 6,8	Lick
1905,1	— 7,4	— 6,9	Lick

Die Übereinstimmung ist eine sehr befriedigende, und es ist aus ihr der Schluß auf die Güte der spektrographischen Beobachtungen zu ziehen.

Der Stern Groombridge 1830 besitzt die zweitgrößte bisher bekannte Eigenbewegung; sie beträgt 7,"05 im Jahre. Parallaxenbestimmungen dieses Sterns haben alle einen kleinen Wert ergeben — 0,"14 nach einer Zusammenstellung von Newcomb —. Hiernach würde der obigen Eigenbewegung eine Geschwindigkeit von 240 km in der Sekunde entsprechen. Trotz der Schwäche des Sterns — er besitzt etwa die Helligkeit 7,5 — sind auf der Lick-Sternwarte spektrographische Aufnahmen desselben gelungen, aus welchen

sich eine Geschwindigkeit im Visionsradius von -95^{km} ergibt. Es ist hiernach ersichtlich, daß die Bewegungsrichtung dieses Sterns wesentlich senkrecht zum Visionsradius liegt.

Die spektroskopischen Doppelsterne. Die spektrographische Methode der Messung der Linienverschiebung hat gleich in ihren Anfängen zu bemerkenswerten Entdeckungen geführt, die auf anderem Wege überhaupt nicht möglich gewesen wären, und die einen vorher nicht zu ahnenden Aufschwung genommen und zu einer ganz neuen Anschauung über die Natur der Fixsterne geführt haben. Es ist dies die Entdeckung, daß bei gewissen Sternen die Linienverschiebungen einen periodischen Wechsel ihrer Größe, sogar ihrer Richtung zeigen, demnach eine periodisch wechselnde Geschwindigkeit dieser Objekte andeuten, die nur durch Umlaufsbewegungen erklärbar ist. Die betreffenden Sterne erweisen sich damit als Doppelsterne, deren scheinbare Distanz aber so klein ist, daß ihre Trennung in den mächtigsten Fernrohren nicht möglich erscheint. Man nennt sie daher spektroskopische Doppelsterne. Die zwei ersten Entdeckungen dieser Art wurden gleichzeitig, aber unabhängig von einander auf der Potsdamer Sternwarte und auf dem Harvard College Observatory gemacht. Auf der ersteren fanden 1889 Vogel und Scheiner, daß der veränderliche Stern Algol einer unmittelbar mit seinem Lichtwechsel zusammenhängenden periodischen Geschwindigkeitsänderung unterliegt; auf letzterem erkannte Pickering periodische Geschwindigkeitsänderungen bei dem Stern ξ Ursae maj. Hieran schließen sich zunächst einige weitere Entdeckungen spektroskopischer Doppelsterne: α Virginis durch Vogel, β Aurigae durch Pickering, bis durch die weitere Verfeinerung der Methoden auch Sterne mit geringen Geschwindigkeitsänderungen erkannt werden konnten. Der erste Katalog spektroskopischer Doppelsterne, der am 1. Januar 1905 abgeschlossen ist, enthält bereits 140 Nummern!

Das große Interesse, welches diesen Entdeckungen entgegengebracht worden ist, gibt Veranlassung, einige derselben, bei denen bereits umfangreiche Untersuchungen vorliegen, auch an dieser Stelle ausführlich zu besprechen.

Algol. Der Lichtwechsel Algols zeichnet sich durch seine außerordentliche Regelmäßigkeit vor dem der meisten anderen Veränderlichen aus. Die Periode der Veränderlichkeit beträgt genähert $2^d\ 20^h\ 49^m$ und zeigt nur sehr geringe, allmählich verlaufende Änderungen. Der eigentliche Lichtwechsel umfaßt nur $9^h\ 45^m$, innerhalb welcher Zeit die Helligkeit von der Größe 2,3 bis 3,5 sinkt und wieder zum vollen Licht ansteigt. Wegen der großen Regelmäßigkeit der Erscheinung hatte man schon lange vermutet, daß die Lichtabnahme durch die Verfinsterung durch einen nahen, dunklen Begleiter verursacht sei, der in der oben angegebenen Zeit von $2^d\ 20^h\ 49^m$ den Hauptstern umkreise, und man hatte auch bereits aus den Elementen des Lichtwechsels die Bahn des hypothetischen Begleiters berechnet. Hierbei resultierte aber eine derartig geringe Distanz der beiden Sterne, daß die Stabilität eines solchen Systems nicht mehr möglich erschien. Die systematisch in Potsdam aufgenommenen Spektrogramme Algols, zu den Zeiten der Quadraturen des Begleiters, wo

also ein Wechsel der Maximalgeschwindigkeit im Visionsradius vor und nach dem Minimum eintreten mußte, bestätigte nun die Voraussetzung in so prägnanter Weise, daß ein Zweifel an der Doppelsternnatur Algols nicht mehr möglich war. Die ersten beobachteten Geschwindigkeiten waren die nebenstehenden.

Datum	Abstand vom nächsten Minimum	Geschwindigkeit
1888 Dez. 4	$11^h,4$ nach	— 46km
1889 Jan. 6	22 4 vor	+ 29
„ Jan. 9	19 4 vor	+ 32
„ Nov. 13	13 3 nach	— 40
„ Nov. 23	22 3 vor	+ 42
„ Nov. 26	19 6 vor	+ 45

Unter der Annahme einer Kreisbahn und gleicher Dichtigkeit beider Körper ergibt sich hieraus in Verbindung mit den von Scheiner nach den Schönfeldschen Beobachtungen abgeleiteten Elementen des Lichtwechsels folgendes:

Durchmesser des Hauptsterns	= 1700000km
Durchmesser des Begleiters	= 1330000
Distanz der Mittelpunkte	= 5180000
Bahngeschwindigkeit Algols	= 42
Bahngeschwindigkeit des Begleiters	= 89
Translationsgeschwindigkeit des Systems	= — 4
Masse der beiden Körper	= $^4/_9$ und $^2/_9$ der Sonnenmasse.

Die früheren Bedenken gegen die Möglichkeit eines so engen Systems sind übrigens durch die theoretischen Untersuchungen Wilsings völlig gehoben worden. Wilsing hat hierin gezeigt, daß die durch die gegenseitige Anziehung (Flutwirkung) entstehenden Deformationen viel zu gering sind, als daß hierdurch die Konstanz des Systems leiden könnte.

Die Entdeckung der Duplizität Algols führt unmittelbar zu dem Schlusse, daß bei allen veränderlichen Sternen des Algoltypus der Lichtwechsel ebenfalls durch umlaufende Begleiter zu erklären sein wird. Wenn derartig enge Systeme sich durch den Lichtwechsel bemerkbar machen sollen, so müssen zwei weitere Bedingungen erfüllt sein, daß nämlich der eine Körper merklich dunkler als der andere ist, und daß die Bahnebene des Systems nahe in der Gesichtslinie liegt. Der Wahrscheinlichkeit nach muß es also noch eine Anzahl von algolähnlichen Systemen am Himmel geben, bei denen diese Bedingungen nicht erfüllt sind, und die daher nur aus periodisch wechselnden Linienverschiebungen in ihren Spektren erkannt werden können. Diese Annahme hat, wie schon angedeutet, eine überraschend vielfache Bestätigung gefunden. Fällt bei derartigen Systemen die erste Bedingung fort, daß nämlich der eine Körper hell, der andere dagegen dunkel ist, sind vielmehr beide Körper nahe gleich hell, so resultieren zwei über einandergelagerte Spektra. Die den beiden Spektren gemeinschaftlichen Linien fallen zu den Zeiten, zu welchen beide Komponenten eine senkrecht zum Visionsradius gerichtete Geschwindigkeit besitzen, also bei der Konjunktion oder der Opposition, zusammen; das Spektrum wird dann nicht von demjenigen eines einfachen

Sterns verschieden sein. In den Quadraturen sind aber die Bewegungen entgegengesetzt: Die den beiden Spektren gemeinsamen Linien müssen sich also bei kleinen Bahngeschwindigkeiten verbreitern; bei größeren aber müssen sie sich in zwei Linien trennen. Da hierbei jede Linienkomponente durch das kontinuierliche Spektrum des anderen Sterns überlagert ist, können die getrennten Linien niemals dunkel erscheinen sondern nur matt, während sie beim Zusammenfallen sehr dunkel sein können. Ein Beispiel dieser Art bietet der von Pickering entdeckte Stern

β Aurigae. Dieser Stern wurde bei Gelegenheit der Pickeringschen spektroskopischen Durchmusterung von Miß Maury 1889 als Doppelstern erkannt, da die K-Linie bald einfach und bald doppelt auf den verschiedenen Aufnahmen erschien. Die aus dem Maximalabstand der beiden Linien gefundene Maximalgeschwindigkeit betrug 240^{km} im Visionsradius; die Periode wurde zu $3^d\,23^h\,37^m$ gefunden, und als Masse der beiden Körper zusammen resultierte das 4,6fache der Sonnenmasse. Später sind zahlreiche spektrographische Aufnahmen von diesem hellen Stern von verschiedenen Astronomen erhalten worden. Eine ausführliche Untersuchung über das Spektrum von β Aurigae ist von Vogel ausgeführt worden, nach welcher sich die beiden Körper, deren Masse nahe gleich sein muß, in einer nur wenig exzentrischen Bahn bewegen mit einer gegenseitigen Geschwindigkeit von 222^{km}. Die Umlaufszeit beträgt $3^d\,23^h\,2^m$, und die Translationsgeschwindigkeit des ganzen Systems ergibt sich zu -21^{km}. Die Masse der beiden Körper ist die 4,5fache der Sonnenmasse; der Abstand der Mittelpunkte der beiden Komponenten beträgt $12\,000\,000^{km}$.

Es möge hier eine allgemeine Bemerkung eingeschaltet werden. Die Berechnung der Masse derartiger Doppelsterne erfolgt einfach nach dem dritten Keplerschen Gesetz, welches besagt, daß die Quadrate der Umlaufszeiten sich verhalten wie die Kuben der mittleren Entfernungen, wobei vorausgesetzt ist, daß man verschiedene Körper desselben Systems, also z. B. des Sonnensystems, mit einander vergleicht. Bezieht sich aber, wie hier, die Berechnung auf verschiedene Systeme, so erscheint die Masse eines Systems, ausgedrückt in der Masse des anderen Systems als Einheit, als Multiplikator der Umlaufszeit, d. h. es ist, wenn mit a die halbe große Achse des zweiten Systems in Erdbahnhalbmessern bezeichnet wird und mit U die Umlaufszeit, $a = M^{1/3} \cdot U^{2/3}$; hiernach ist die Masse des zweiten Systems zu berechnen.

Nun wird aber a aus der gemessenen Geschwindigkeit berechnet; gemessen kann nur die Geschwindigkeit im Visionsradius werden, so daß im allgemeinen die wahre Geschwindigkeit größer ist als die gemessene, und zwar um so größer, je mehr die Bahnebene des Systems gegen den Visionsradius geneigt ist. Die berechneten Massen sind also stets zu klein, niemals zu groß. Ist die Neigung des Systems gegen den Visionsradius anderweitig bekannt, so wird die wahre Masse aus der berechneten durch Division von $\sin^3 i$, wo i diese Neigung ist, gefunden.

ζ Ursae Maj. ist ähnlich wie β Aurigae von Pickering als Doppel-

stern erkannt worden. Diese Entdeckung erregte insofern großes Aufsehen, als bei der gefundenen relativen Geschwindigkeit von 160^{km} der beiden Komponenten und der zuerst angenommenen Umlaufszeit von 104 Tagen sich die Masse des Systems zu dem 40 fachen der Sonnenmasse ergab. Schon die Pickeringschen Aufnahmen zeigten aber ein etwas unregelmäßiges Verhalten in der Verdoppelung der Linien, so daß man entweder gezwungen war, die Umlaufszeit auf das Doppelte, auf 208 Tage, zu erhöhen und dabei einen noch viel größeren Wert für die Masse zu erhalten, oder die Bahn als eine sehr stark exzentrische anzunehmen. Spätere, auf dem Potsdamer Observatorium erhaltene Aufnahmen des Spektrums von ζ Ursae Maj. haben aber zu wesentlich anderen Resultaten geführt, die in betreff der Masse nicht ungewöhnliche Werte liefern. Nach Vogel und Eberhard beträgt die Periode 20,6 Tage, die Maxima der relativen Geschwindigkeiten der beiden Komponenten sind 128^{km} und 156^{km}, und hiermit resultiert die Exzentrizität zu 0,5, der Abstand der Mittelpunkte der beiden Sterne zu 35000000^{km} und die Masse zu dem 4 fachen der Sonnenmasse.

α Aurigae gehört zu denjenigen Sternen des Typus IIa, deren Spektrum Linie für Linie demjenigen der Sonne gleicht. Aber schon bei den ersten Potsdamer Spektralaufnahmen war es bemerkt worden, daß manche Spektra sehr unscharf ausfielen, ohne daß hierfür ein genügender Grund in den äußeren Beobachtungsumständen zu finden gewesen wäre. Campbell und gleichzeitig Newall haben nun erkannt, daß das Scharf- und Unscharfwerden der Linien in einem periodischen Wechsel vor sich geht, daß also auch α Aurigae ein spektroskopischer Doppelstern ist. Die Verbreiterung der Linien erfolgt symmetrisch zu ihrer mittleren Lage, die beiden Körper müssen also nahe gleiche Geschwindigkeit, also auch nahe gleiche Masse besitzen. Als Umlaufszeit wurden gefunden 104 Tage; die Maximalgeschwindigkeiten der Komponenten sind 30^{km}, der Abstand beider Körper beträgt 11500000^{km} und ihre Masse das 2,3 fache der Sonnenmasse.

Polaris (α Ursae Min.) ist nach den Beobachtungen Campbells als ein mindestens dreifaches System zu betrachten. Zunächst ist seine Geschwindigkeit im Visionsradius in einer kurzen Periode von nahe 4 Tagen veränderlich, allerdings nur um einen recht geringen Betrag; dann aber ändert sie sich auch langsam mit der Zeit, der Anziehung eines in weiterer Entfernung befindlichen dritten Körpers entsprechend. Nach den Messungen von Hartmann beträgt die kurze Periode 3,97 Tage, zufällig genau gleich derjenigen von β Aurigae. Die lange Periode hat sich noch nicht ermitteln lassen, beträgt aber mindestens 15 Jahre. Die Veränderungen der Geschwindigkeit sind aus beistehenden Mittelwerten zu erkennen.

Jahr	Geschwindigkeit	Beobachter
1888	— 25,4	Vogel u. Scheiner
1896	— 18,0	Campbell
1899	— 11,8	Campbell
1900	— 12,1	Hartmann
1901	— 13,3	Hartmann

Die ursprüngliche Abnahme der Geschwindigkeit scheint demnach zwischen 1899 und 1900 in eine Zunahme übergegangen zu sein.

η Orionis ist ein bemerkenswertes System wegen der sehr großen Bahngeschwindigkeit. Dieser Stern ist ein optischer Doppelstern, dessen hellere Komponente ein spektroskopischer Doppelstern mit einer Umlaufsperiode von 7,99 Tagen ist. Die Exzentrizität der Bahn ist sehr gering; der Abstand beider Körper beträgt 16000000 km, und sie umkreisen ihren gemeinsamen Schwerpunkt mit einer Geschwindigkeit von 147 km resp. 143 km in der Sekunde. Die Geschwindigkeit des Systems selbst beträgt + 36 km.

Sehr umfangreiche Untersuchungen hat Belopolsky über den spektroskopischen Doppelstern *α′ Geminorum* angestellt, dessen Umlaufszeit 2,9 Tage beträgt. Die Bahn ist nur wenig exzentrisch, so daß sich also die Lage des Periastrons nicht allzu genau festlegen läßt. Die bisher vorhandenen Beobachtungen scheinen nun anzudeuten, daß der Ort des Periastrons nicht konstant ist, sondern in ähnlicher Weise wandert, wie dies bei den Planetenbahnen infolge der Störungen durch andere Planeten der Fall ist, so daß also auch hier die Existenz eines dritten, störenden Körpers angenommen werden mußte. Es ist indessen dieses Resultat zurzeit noch als unentschieden zu betrachten.

Es möge nun hier ein Katalog der bis jetzt erkannten spektroskopischen Doppelsterne nach Campbell folgen. In der ersten Kolumne befinden sich Nummer und Name des Sterns, in der zweiten seine Helligkeit, in der dritten der Spektraltypus. Die vierte Kolumne enthält die Umlaufszeit — wenn nichts dabei bemerkt ist, in Tagen —, die fünfte die große Achse der Bahn in Kilometern und die letzte den Entdecker und die betreffende Sternwarte.

Stern	Größe	Typus	Periode	Große Achse	Entdecker, Sternwarte. Bemerkungen
1. α Androm.	2,3	I a₂	100	—	Slipher, Lowell Obs.
2. α Phoenic.	2,4	II a	lang	—	Wright, Lick Obs.
3. π Androm.	4,5	I b	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
4. ξ Cassiop.	4,9	I a	kurz	—	" " " " "
5. ν Androm.	4,4	I b	kurz	—	Curtis, Lick Obs.
6. η Androm.	4,6	II a	—	—	Campbell, Lick Obs.
7. α Urs. Min.	2,1	II a	3,97	160400	Campbell, Lick Obs. Dreifaches System
8. γ Phoen.	3,5	—	190	—	Palmer, Lick Obs.
9. Φ Persei	4,2	I a	—	—	Campbell, Lick Obs.
10. ζ Ceti	4,0	II a	mehr. Jahre	—	" " "
11. ξ Pisc.	4,9	II a	lang	—	" " "
12. β Arietis	2,7	I a	—	—	Vogel, Potsdam
13. g Persei	5,0	I a	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
14. ξ₁ Ceti	4,6	II a	—	—	Campbell, Lick Obs.
15. δ Ceti	3,9	I b	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
16. 12 Persei	5,0	I a	kurz	—	Campbell, Lick Obs.
17. τ Persei	4,1	I a	lang	—	" " "
18. β Persei	2,1	I b	2,87	518000	Vogel u. Scheiner, Potsdam
19. o Persei	3,9	I b	4,39	6640000	Adams, Yerkes Obs.
20. 20 Tauri	4,1	I a	—	—	" " "
21. ε Persei	2,9	I a	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
22. λ Tauri	3,3	I b	3,91	—	Belopolsky, Pulkowa

Stern	Größe	Typus	Periode	Große Achse	Entdecker, Sternwarte. Bemerkungen
23. χ Eridani	3,6	—	kurz	—	Wright, Lick Obs.
24. ν Eridani	4,0	Ib	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
25. τ Tauri	4,3	Ib	—	—	" " " " "
26. 9 Camelop.	4,4	Ia	—	—	" " " " "
27. π^4 Orion.	3,7	Ib	—	—	Curtis, Lick Obs.
28. π^5 Orion.	3,9	Ib	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
29. ε Aurigae	var.	IIa	mehr. Jahre	—	Vogel, Potsdam
30. α Aurigae	0,2	IIa	104,02	36848000	Campbell, Lick Obs.
31. o Orion.	4,6	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
32. η Orion.	3,4	Ib	7,99	15901000	" " " " "
33. ψ Orion.	4,6	Ib	kurz	—	" " " " "
34. χ Aurigae	4,7	Ia	—	—	" " " " "
35. δ Orion.	2,6	Ib	5,73	7907000	Deslandres, Meudon
36. Θ^1 Orion.	4,9	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
37. Θ^2 Orion.	5,3	Ib	—	—	" " " " "
38. ι Orion.	2,8	Ib	—	—	" " " " "
39. ζ Tauri	3,0	Ib	lang	—	" " " " "
40. β Doradus	3,9	Ia	—	—	Wright, Lick Obs.
41. σ Orion.	3,7	Ib	kurz		Frost u. Adams, Yerkes Obs.
42. β Aurigae	2,1	Ia	3,96		Maury, Harvard Coll. Obs.
43. ν Orion.	4,2	Ib	—	—	Frost u. Adams
44. ξ Orion.	4,4	Ib	—	—	" " "
45. η Gemin.	3,2	IIIa	lang	—	Reese, Lick Obs.
46. δ Columbae	4,0	—	lang	—	Palmer, Lick Obs.
47. γ Gemin.	1,9	Ia	lang	—	Burns, Lick Obs.
48. s Monoc.	4,9	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
49. α Can. Maj.	−1,7	Ia	49 Jahre	—	—
50. ζ Gemin.	3,8	IIa	10,15	1798000	Belopolsky, Pulkowa
51. γ Can. Min.	4,6	IIa	lang	—	Reese, Lick Obs.
52. σ Puppis	3,3	—	—	—	Palmer, Lick Obs.
53. α_1 Gemin.	3,7	Ia	2,93	—	Belopolsky, Pulkowa
54. α_2 Gemin.	2,7	Ia	9,22	—	Curtis, Lick Obs.
55. α Gemin.	—	—	347 Jahre		—
56. σ Gemin.	4,4	IIa	kurz	—	Reese, Lick Obs.
57. a Puppis	3,9	—	—	—	Wright, Lick Obs.
58. V Puppis	4,1	—	1,45	—	Pickering
59. ι Argus	2,9	Ia	lang	—	Campbell, Lick Obs.
60. η Hydrae	4,4	Ib	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
61. ε Hydrae	3,5	IIa	15,7 Jahre		—
62. w Velorum	4,5	—	—	—	Wright, Lick Obs.
63. α Volantis	4,2	—	—	—	" " "
64. κ Cancri	5,0	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
65. o Leonis	3,7	Ia—IIa	14,5	—	Campbell, Lick Obs.
66. l Carinae	3,6	Ia	402,62 Jahre	—	—
67. γ Leon.	2,4	IIa	402,6 Jahre	—	—
68. p Velorum	4,1	—	—	—	Wright, Lick Obs.
69. ω Urs. Maj.	4,8	Ia	—	—	Vogel, Potsdam
70. ξ Urs. Maj.	3,9	Ia	—	—	Wright, Lick Obs.
71. 93 Leon.	4,5	Ia—IIa	—	—	Campbell u. Wright, Lick Obs.
72. γ Corvi	2,7	Ia	kurz	—	Campbell u. Curtis, Lick Obs.
73. η Virgin.	4,0	Ia	kurz		Frost u. Adams, Yerkes Obs.
74. γ Virgin.	2,9	Ia	180 Jahre		—
75. ε Urs. Maj.	1,4	Ia	lang	—	Adams, Yerkes Obs.
76. ζ Urs. Maj.	2,1	Ia	20,54		Pickering, Harvard Coll. Obs.
77. α Virgin.	1,2	Ib	4,0		Vogel, Potsdam
78. ζ Centauri	2,8	—	8,02	—	Fleming, Harvard Coll. Obs.

Stern	Größe	Typus	Periode	Große Achse	Entdecker, Sternwarte. Bemerkungen
79. η Bootis	2,8	IIa	lang		Moore, Lick Obs.
80. α Draconis	3,6	Ia	—	—	Campbell u. Curtis, Lick Obs.
81. d Bootis	4,8	Ia—IIa	kurz		Wright, Lick Obs.
82. α Centauri	1,0	Ia	81,19	—	—
83. α Librae	2,7	Ia	kurz	—	Slipher, Lowell Obs.
84. β Lupi	2,8	—	—	—	Fleming, Harvard Coll. Obs.
85. δ Librae	5,0	Ia	2,33		Adams, Yerkes Obs.
86. ε Librae	5,0	Ia	90	—	Campbell, Lick Obs.
87. α Coron.Bor.	2,2	Ia	—	—	Hartmann, Potsdam
88. π Scorpii	3,0	IIIb	1,57	—	Camson
89. β Scorpii	2,7	IIIb	6,88		Slipher, Lowell Obs.
90. θ Draconis	4,1	IIa	3,07		Campbell, Lick Obs.
91. σ Scorpii	3,0	IIa	kurz	—	Slipher, Lowell Obs.
92. β Hercul.	2,9	IIa	410,58	63560000	Campbell, Lick Obs.
93. ζ Hercul.	2,9	IIa—IIIa	33,9 Jahre	—	—
94. μ¹ Scorpii	3,1	—	1,45	—	Bailey, Harvard Coll. Obs.
95. h Draconis	4,9	Ia	—	—	Campbell, Lick Obs
96. ε Urs. Min.	4,4	IIa	kurz	—	" " "
97. ε Hercul.	3,8	Ia	kurz	—	Campbell u. Curtis, Lick Obs.
98. u Hercul.	4,6	Ia	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
99. λ Scorpii	1,4	—	5,6	—	Slipher, Lowell Obs.
100. ξ Serpentis	3,6	Ia	kurz	—	Curtis, Lick Obs.
101. ω Dracon.	4,9	Ia—IIa	kurz	—	Campbell, Lick Obs.
102. X Sagitt.	4,4	IIa	7,01	—	Slipher, Lowell Obs.
103. W Sagitt.	4,3	Ia	7,59	1930000	Curtis, Lick Obs.
104. μ Sagitt.	4,0	Ia	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
105. y Sagitt.	5,4	Ia	5,77		Curtis, Lick Obs.
106. χ Dracon.	3,7	IIa	281,8	62020000	Campbell, Lick Obs.
107. 2 Scuti	4,6	Ia	—	—	Wright, Lick Obs.
108. ζ Lyrae	4,2	Ia	—	—	Curtis, Lick Obs.
109. β Scuti	4,5	IIa	lang	—	Wright, Lick Obs.
110. β Lyrae	3,4	Ib	12,91	32000000	Pickering, Harvard Coll. Obs.
111. κ Pavonis	3,8	—	9,09		Wright, Lick Obs.
112. δ¹ Lyrae	5,6	Ia	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
113. 113 Hercul.	4,6	Ia	—	—	Wright, Lick Obs.
114. τ Sagitt.	3,5	IIa	—	—	" " "
115. 18 Aquil.	5,1	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
116. ν Sagitt.	4,4	Ia	—	—	Campbell, Lick Obs.
117. δ Aquilae	3,4	Ia	7,18		Campbell u. Curtis, Lick Obs.
118. η Aquilae	3,7	Ia	7,18	1545000	Belopolsky, Pulkowa
119. S Sagittae	5,5	Ia	8,38	—	Curtis, Lick Obs.
120. θ Aquilae	3,4	Ia	17	—	Deslandres, Meudon
121. o¹ Cygni	4,0	Ia	—	—	Campbell, Lick Obs.
122. β Capric.	3,2	Ia	3,3 Jahre	—	" " "
123. 71 Aquilae	4,6	IIa	lang	—	Curtis, Lick Obs.
124. τ Vulp.	5,5	IIa	4,44	—	Frost, Yerkes Obs.
125. 57 Cygni	4,6	Ib	kurz	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
126. 61 Cygni	5,3	IIa	sehr lang	—	Adams, Yerkes Obs.
127. δ Equul.	4,6	IIa	5,7 Jahre	—	Campbell, Lick Obs.
128. α Equul.	4,2	Ia—IIa	lang	—	Wright, Lick Obs.
129. β Cephei	3,4	Ib	einige Tage	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
130. ε Capric.	4,7	Ia	kurz	—	Slipher, Lowell Obs.
131. κ Pegasi	4,3	Ia	6	—	Campbell, Lick Obs.
132. ι Pegasi	4,0	IIa	10,21	6740000	" " "
133. 2 Lacert.	4,7	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
134. δ Cephei	3,7	IIa	5,37	1300000	Belopolsky, Pulkowa

Stern	Größe	Typus	Periode	Große Achse	Entdecker, Sternwarte. Bemerkungen.
135. 6 Lacert.	4,6	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
136. η Pegasi	3,0	Ia	818,0	157800000	Campbell, Lick Obs.
137. ο Androm.	3,5	Ib	—	—	Wright, Lick Obs.
138. π Cephei	4,6	IIa	—	—	Campbell, Lick Obs.
139. 1 Hev. Cass.	4,8	Ib	—	—	Frost u. Adams, Yerkes Obs.
140. λ Androm.	3,9	IIa	20,5	—	Campbell, Lick Obs.

Wenn auch bei den meisten der vorstehenden Doppelsterne die Bahnen noch gänzlich unbekannt sind, so ist doch mit der Entdeckung von unerwartet zahlreichen spektroskopischen Doppelsternen ein ganz neues Gebiet der Astronomie geschaffen worden, und bereits heute eröffnen sich weite Aussichten, die geeignet sind, eine ganz andere Anschauung als bisher über die Fixsternwelt zu erzeugen. Campbell bemerkt hierüber folgendes.

Die Zahl der spektroskopischen Doppelsternsysteme, welche in den mächtigsten Fernröhren nicht aufgelöst werden können, ist relativ sehr groß. Von den auf der Lick-Sternwarte untersuchten Sternen hat sich $^1/_7$ als spektroskopische Doppelsterne mit kurzer Periode ergeben, und für die Sterne des Typus Ib wächst dieser Teilbetrag sogar auf $^1/_3$.

Nur solche Systeme sind entdeckt worden, deren Perioden relativ kurz sind, und bei denen die Veränderung der Geschwindigkeit beträchtlich ist. Die kleinste bisher noch erkannte Geschwindigkeitsänderung, diejenige von Polaris, beträgt 6^{km}; würde sie statt dessen etwa nur 1^{km} betragen haben, so würde sie sicherlich der Entdeckung entschlüpft sein. Bei den gegenwärtigen Instrumenten und Methoden könnte eine so geringe Geschwindigkeitsveränderung zwar gemessen werden, aber sie würde nicht den Verdacht der Realität erweckt haben. Es ist nun wahrscheinlich, daß es mehr Doppelsternsysteme mit Geschwindigkeiten gibt, die unterhalb 6^{km} liegen, als oberhalb, und diese müssen noch alle erst entdeckt werden. Auch die Bewegung unserer Sonne durch den Raum ist infolge der Planetenanziehung geringen Veränderungen unterworfen, die allerdings nur $0{,}03^{km}$ erreichen können; aber ein auf einem anderen System befindlicher Beobachter, mit absolut vollkommenen Instrumenten ausgerüstet, würde diese Veränderungen erkennen und daraus schließen können, daß unsere Sonne mit Planeten umgeben ist. Je mehr nun die Exaktheit der Messungen unserer Astronomen wächst, in um so größerem Maße muß die Zahl der Entdeckungen wachsen, und wir werden schließlich der Tatsache gegenüber stehen, daß Sterne, welche nicht mit dunklen Begleitern versehen zu sein scheinen, eine seltene Ausnahme bilden werden. Es wird sogar die weitere Möglichkeit wahrscheinlich, daß Sterne, welche sehr große Begleiter besitzen — also eigentliche Doppelsterne — in größerer Zahl vorhanden sind als die einfachen Sterne, wie unsere Sonne.

Diese Schlüsse gewinnen an Wahrscheinlichkeit durch die Erfahrungen, die man in den letzten Jahren an den optischen Doppelsternen gemacht hat.

Mit dem vorzüglichen Refraktor der Lick-Sternwarte lassen sich noch Doppelsterne erkennen, bei denen der Abstand der beiden Komponenten von einander nicht mehr als 0″,1 beträgt, und es werden fortgesetzt zahlreiche Auffindungen enger Doppelsterne von dort gemeldet. Es ist jetzt schon festgestellt, daß das Verhältnis der Doppelsterne bis zu dieser Distanz hinab und oberhalb derselben bis 5″ zu allen Sternen 1 : 18 beträgt, daß aber dieses Verhältnis mit dem geringer werdenden Abstand stark zunimmt. Bedenken wir nun, daß die spektroskoptischen Doppelsterne durchschnittlich Abstände aufweisen, die unterhalb 0″,01 liegen, so ist die gewaltige Zunahme der Doppelsterne bis zu dieser Distanz ohne weiteres gegeben und der Anschluß an die aus den spektroskopischen Aufnahmen gewonnenen Anschauungen erreicht.

Nach den vorstehend gegebenen Resultaten ist bei der Messung von Linienverschiebungen eine außerordentlich hohe Genauigkeit erreicht worden, sogar eine ganz erstaunlich hohe, wenn man bedenkt, daß diese Verschiebungen an sich sehr gering sind. Es ist das nur möglich geworden durch die Vervollkommnung der Spektrographen, welche z. B. ganz vorzüglich scharfe Sternspektra liefern.

Was hierbei zu erreichen ist, mögen die Fig. 191 und 192 zeigen, welche die Spektra von μ Orionis zu zwei verschiedenen Zeiten nebst dem Eisenspektrum als Vergleichsspektrum darstellen, die auf der Yerkes-Sternwarte aufgenommen worden sind. Bei dem oberen Spektrum beträgt die Geschwindigkeit der Sternbewegung + 38 km, bei dem unteren

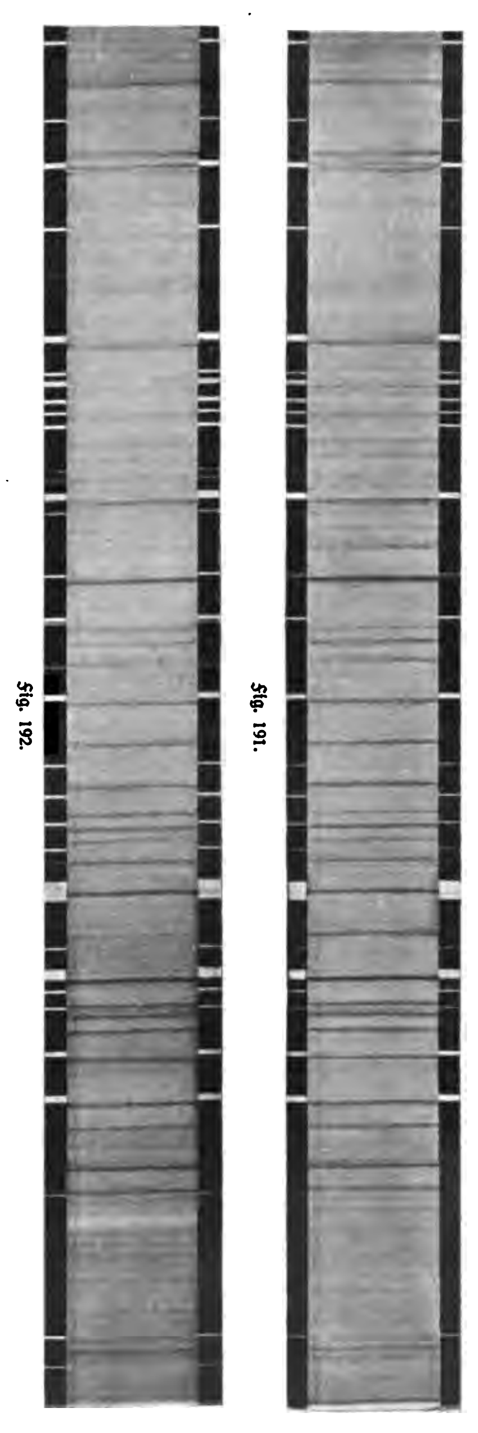


Fig. 192. Fig. 191.

+ 72 km. Der Unterschied der Verschiebung zwischen den Eisenlinien im Stern und im Vergleichsspektrum ist mit voller Deutlichkeit auch ohne Messung zu erkennen.

Fünfundzwanzigstes Kapitel.

Die Neuen Sterne.

Die neuen Sterne haben seit den ältesten Zeiten das Interesse der Astronomen und der Menschen überhaupt in regster Weise in Anspruch genommen. Das Plötzliche ihrer Erscheinung, der häufig überaus lebhafte Glanz mußte schon, bevor astrophysikalische Forschungen eintreten konnten, die Aufmerksamkeit auf sie als auf ein seltsames Naturphänomen richten. In den Lehr- und Handbüchern der Astronomie ist eine ziemlich große Zahl von Erscheinungen neuer Sterne angeführt, die bis zum Beginn des 13. Jahrhunderts alle aus derselben Quelle — Kosmos von A. v. Humboldt — stammen, und die man im allgemeinen für recht sicher festgestellt hält. Letzteres ist aber durchaus nicht der Fall, vielmehr bleibt es in den meisten Fällen sehr zweifelhaft, ob die angeführte Erscheinung richtig gedeutet ist.

Bis zum 13. Jahrhundert können, nahe ausnahmslos, Angaben über neue Sterne nur aus der chinesischen Chronik des Ma-tuan-lin geschöpft werden. Diese Sammlung, welche bis zum Jahre 1203 reicht, enthält in ihrem Hauptteile Kometenbeobachtungen; ein Nachtrag berichtet aber über seltsame, außerordentliche Phänomene, die allerdings in den meisten Fällen ebenfalls auf Kometenerscheinungen zurückzuführen sind, bei denen aber eine Bemerkung über den eigentlich kennzeichnenden Schweif fehlt. Humboldt hat nun aus diesem, von Biot übersetzten Katalog diejenigen Angaben gesondert, welche sich vielleicht oder wahrscheinlich auf neue Sterne beziehen. Als Kriterium hierfür hat allerdings manchmal nur das Fehlen einer Bemerkung über einen merklichen Durchmesser oder eine merkliche Bewegung gedient. Aus dem Fehlen einer Bemerkung einen positiven Schluß zu ziehen, ist aber stets gewagt. Im übrigen sind die chinesischen Angaben an sich als zuverlässig zu betrachten, indem sie im Ma-tuan-lin aus den astronomischen Chroniken Thien-wen der einzelnen Dynastien entnommen sind.

Zur Charakteristik des Vorstehenden mögen hier einige der im Kosmos als neue Sterne aufgeführten Erscheinungen angegeben werden.

— 134, Juli. Ohne jede weitere Angabe, als daß das Objekt im Sternbilde des Skorpions erschienen ist. Die Deutung ist daher sehr zweifelhaft und gewinnt nur dadurch an Wahrscheinlichkeit, daß, wie zuerst J. Herschel bemerkt hat, das Objekt mit dem neuen Stern des Hipparch identisch sein könnte, der nach der Erzählung des Plinius die Ursache für die Herausgabe des Hipparchschen Sternverzeichnisses gewesen sein soll, wobei es aber noch unsicher bleibt, ob nicht der Hipparchsche neue Stern selbst ein Komet gewesen ist.

+ 123, Dez. Erscheinung eines außerordentlichen Sterns im Sternbilde des Ophiuchus. Sehr zweifelhaft, da weitere Angaben fehlen. Es wird vermutet, daß diese Erscheinung identisch sei mit einer entsprechenden unter Hadrians Regierung; es findet aber eine Zeitdifferenz von sieben Jahren statt.

+ 173, Dez. Außerordentlicher Stern im Centauren. „Er war so groß wie eine Bambus-Matte und zeigte nach einander die fünf Farben (Blau, Gelb, Rot, Weiß und Schwarz bei den Chinesen).“ Seine Helligkeit nahm allmählich bis zum Verschwinden im Juli des folgenden Jahres ab. Die Abnahme der Helligkeit ohne Angabe einer Bewegung deutet auf einen neuen Stern; auch der Farbenwechsel würde hierfür sprechen, da ein solcher später bei neuen Sternen beobachtet worden ist. In unlösbarem Widerspruche hiermit steht aber die Bemerkung über die scheinbare Größe des Objekts, die nur den Schluß auf einen Kometen zuläßt. Auch hier erscheint daher die Deutung als neuer Stern sehr fraglich.

+ 386, April. Erschien im Sagittarius, blieb daselbst bis zum Juli und verschwand dann. Die Bemerkung „daselbst“ spricht sehr für die Annahme eines neuen Sterns.

+ 393, März. Erschien im Skorpion, verschwand nach sieben Monaten. Wegen der sehr langen Dauer der Sichtbarkeit ohne Angabe einer Bewegung spricht die Wahrscheinlichkeit für einen neuen Stern.

Aus je späteren Zeiten die Berichte über die neuen Sterne stammen, um so größere Sicherheit ist ihnen naturgemäß zuzuschreiben; eine astrophysikalische Bedeutung besitzen sie aber erst vom Jahre 1572 ab, vom Erscheinen des nach seinem Bearbeiter benannten Tychonischen Sterns an; aber auch nach dieser Zeit sind noch zweifelhafte Objekte vorhanden. Es sollen hier in möglichst kurzer Form, je nach ihrer Bedeutung, nur unzweifelhafte Fälle beschrieben werden.

1. Der neue Stern in der Cassiopeja wurde von Tycho am 11. November 1572 gefunden, war indessen von Nichtastronomen schon früher bemerkt worden. Er erschien völlig nebelfrei — zum Unterschiede von Kometen —, funkelte stark und war anfangs heller als Venus, so daß er am hellen Tage gesehen werden konnte. Im Dezember wurde er schwächer und sank auf Jupiterhelligkeit herab und erreichte im Februar des nächsten Jahres die Helligkeit eines Sterns 1. Größe. 1574 im Februar war er von der 6. Größe, wurde also für das bloße Auge unsichtbar. Mit der Helligkeitsabnahme war eine sehr merkliche Farbenänderung verbunden, die vom anfänglichen Weiß durch Gelb und Orange zum Rot überging. Tycho hat sich davon überzeugt, daß der Stern während seiner Sichtbarkeit seinen Ort nicht wesentlich verändert hat; seine Identifizierung mit jetzt in der Nähe des Tychonischen Ortes vorhandenen Sternen ist unsicher resp. unwahrscheinlich.

2. Neuer Stern im Schwan, wurde von Janson im August 1600 entdeckt. 1602 wurde er zuerst von Kepler als Stern 3. Größe beobachtet

und blieb sichtbar bis 1621, wo er verschwand. 1655 war er nach Cassini wieder von der 3. Größe und nahm alsdann langsam an Helligkeit ab. Er ist heute als der veränderliche Stern P Cygni bekannt.

3. Neuer Stern im Schlangenträger, von Brunowski im Oktober 1604 entdeckt als Stern 1. Größe, aber entschieden schwächer als Venus. Im März 1605 war er zur 3. Größe herabgesunken und verschwand im Februar 1606.

4. Neuer Stern im Fuchs, von Anthelme als Stern 3. Größe am 20. Juni 1670 entdeckt. Seine Helligkeit nahm zunächst bis zum Verschwinden in wenigen Monaten ab, doch wurde er 1671 im März von Cassini in der 4. Größe wieder aufgefunden. Nachdem er inzwischen wiederum verschwunden war, erschien er Ende März 1672 noch einmal als Stern 6. Größe, um dann für immer zu verschwinden.

Trotz der Vervollkommnung der Fernrohre und trotz der gewaltigen Zunahme der Zahl der Astronomen sind nahe 180 Jahre vergangen, ehe wieder ein neuer Stern gefunden wurde.

5. Neuer Stern im Ophiuchus, von Hind am 28. April 1848 als Stern 5. Größe aufgefunden. Die Helligkeit nahm allmählich ab; seit 1876 ist er in konstanter Helligkeit als sehr schwaches Objekt, Größe 12,5, verblieben.

6. Neuer Stern im Skorpion, im Sternhaufen Messier 80 von Auwers am 21. Mai 1860 gefunden; seine Helligkeit nahm von der 7. Größe bis zum Verschwinden schon in wenigen Wochen ab.

7. Neuer Stern in der Krone, als Stern 2. Größe von Birmingham am 12. Mai 1866 entdeckt. Die Bezeichnung als Neuer Stern ist in diesem Falle insofern nicht ganz zutreffend, als derselbe bereits in der Bonner Durchmusterung als Stern 9,5. Größe aufgezeichnet ist, was natürlich durchaus nicht in prinzipiellem Widerspruche mit der Bezeichnung Neuer Stern steht. In den bisherigen Fällen war nur die Helligkeit des auch schon vorher vorhandenen Sterns unterhalb der Sichtbarkeitsgrenze; es hat also nur eine sehr beträchtliche Lichtzunahme stattgefunden, und zwar, wie sich hier konstatieren läßt, in ganz kurzer Zeit. Der Astronom Schmidt hatte nämlich an demselben Abend bis 11 Uhr in der Umgebung der Krone beobachtet, ohne das überaus auffällige Phänomen zu bemerken; die Entdeckung Birminghams erfolgte um $11^3/_4$ Uhr. Die Helligkeit nahm zuerst sehr schnell, dann langsamer ab, doch ist der Stern heute noch sichtbar.

Der Birminghamsche Stern ist die erste Nova, die spektroskopisch untersucht werden konnte. Huggins und Miller erkannten, daß ein kontinuierliches Spektrum mit dunklen und hellen Linien vorhanden war; eine sichere Identifizierung der dunklen Linien war nicht möglich, dagegen wurden von den vier hellen Linien zwei mit den Wasserstofflinien C und F identifiziert. Ferner erkannte Huggins eine den Stern umgebende Nebelhülle, die andere, daraufhin untersuchte Sterne nicht zeigten. Das gleichzeitige Auftreten von

hellen und dunklen Linien ist übrigens die Veranlassung gewesen, die neuen Sterne lange Zeit hindurch zu der Spektralklasse II b zu rechnen.

8. Schon zehn Jahre später erschien wiederum eine Nova, und zwar im Sternbilde des Schwans, am 24. November 1876 von Schmidt als Stern 3. Größe entdeckt. Die Helligkeit blieb zunächst einige Tage konstant, nahm dann aber schnell ab, so daß der Stern nach zwei Wochen bereits nur noch von der Größe $6^1/_2$ war. Als schwacher Stern ist er jetzt noch sichtbar. Am 6. Mai 1877 hat Huggins eine schwache Nebelhülle um den Stern herum bemerkt.

Die zahlreichsten und ausführlichsten spektroskopischen Beobachtungen der Nova Cygni sind von Vogel erhalten worden, ferner von Cornu, Copeland, Backhouse u. a. Zwischen diesen Beobachtungsergebnissen sind verschiedene, nicht unwesentliche Widersprüche vorhanden, doch lassen sich im allgemeinen folgende Tatsachen feststellen. Das kontinuierliche Spektrum war von zahlreichen dunklen Linienstreifen durchzogen, von denen besonders je einer im Grün und Blau auffiel. Blau und Violett im kontinuierlichen Spektrum waren relativ sehr hell, gegenüber anderen Sternspektren mit Bändern (III a und III b). Vier helle Linien waren zu erkennen, von denen drei mit den Wasserstofflinien $H\alpha$, $H\beta$ und $H\gamma$ zusammenfielen. Von besonderem Interesse sind nun die Veränderungen, denen das Spektrum mit der abnehmenden Helligkeit unterworfen war. Das kontinuierliche Spektrum nahm sehr bald merklich an Helligkeit ab; das Rot, das ursprünglich schon schwach war, verschwand gänzlich; Blau und Violett nahmen stark ab, so daß das kontinuierliche Spektrum auf Gelb und Grün beschränkt blieb, eine Erscheinung, die übrigens nichts Auffallendes an sich hat, da sie als notwendige Folge des Purkinjeschen Phänomens zu betrachten ist. Gegenüber den Abschwächungen des kontinuierlichen Spektrums wurden die hellen Linien besser sichtbar, und von letzteren hauptsächlich eine vorher nicht besonders auffallende Linie bei λ 5000, welche sehr nahe mit der 1. Nebellinie zusammenfällt. Diese Linie war zuletzt vorherrschend; nach mehr als einem Jahre, Februar 1878, als die Nova schwächer als 11. Größe erschien, blieb diese Linie allein sichtbar. Das Licht des neuen Sterns war monochromatisch geworden.

Die Erscheinung der Nova Cygni bildet einen gewissen Abschluß in der Geschichte der neuen Sterne, insofern die Spektralanalyse in ausgiebige Anwendung auf diese Nova gelangen konnte, und es ist interessant, nunmehr zu den Erklärungen überzugehen, welche in großer Zahl gegeben worden sind. Unter diesen Hypothesen erscheint als erste die auch nächstliegende: Das Phänomen wird hervorgerufen durch den Zusammenprall von dunklen oder nur noch schwach leuchtenden Sternen. Die in der Bewegung vorhandene gewaltige Energie wird beim Zusammenstoß zum großen Teil in Wärme umgesetzt, und beide Gestirne müssen in ungeheurer Gluthitze neu erstrahlen. Und doch ist gerade diese Hypothese nicht haltbar; denn ebensowenig, wie wir an gewöhnlichen Fixsternen eine kontinuier-

liche Abnahme ihrer Helligkeit wahrnehmen können, würde dies bei einem aufs neue durch und durch in Glut geratenen Stern zu erwarten sein. Viele Tausende oder Millionen von Jahren wären hierzu erforderlich. Es ist aber gerade das Charakteristische in der Erscheinung der neuen Sterne, daß sie nach plötzlichem Aufflammen in ganz kurzer Zeit, in Wochen, Monaten oder wenigen Jahren, zu unscheinbaren Objekten verblassen. Selbst wenn man Fixsterne annimmt, deren Größe außerordentlich viel kleiner ist als unsere Sonne, von einer Masse also wie etwa diejenige unserer Planeten — eine Annahme, die an und für sich höchst unwahrscheinlich ist, — so würde eine durchgreifende Erhitzung auf diejenige hohe Temperatur, wie sie durch die spektroskopische Beobachtung angedeutet ist, sich nicht binnen wenigen Monaten so viel verringern können, daß die Strahlungsintensität um das Hundertfache abnimmt; hierzu würden mindestens Jahrtausende erforderlich sein. Gerade der Umstand der raschen Helligkeitsabnahme deutet mit Bestimmtheit darauf hin, daß die Ereignisse, welche einen bisher dunklen oder sehr schwachen Stern zum Aufleuchten veranlassen, nur Vorgänge in den äußersten Schichten des Gestirns sein können, ohne wesentliche Affizierung des Innern.

In Berücksichtigung dieses wichtigen Punktes hat Zöllner zuerst eine Hypothese der neuen Sterne gegeben, bereits im Jahre 1865, also ohne Kenntnis der spektralanalytisch zu erreichenden Resultate, allein gestützt auf die Beobachtung des Tychonischen Sterns. Zöllner nimmt an, daß die Abkühlung eines Sterns vorgeschritten sei bis zur Bildung einer nicht mehr glühenden Schlackendecke (siehe seine Sonnentheorie). Durch irgend einen Vorgang wird diese Schlackendecke zerrissen; durch die Öffnung strömt die innere eingeschlossene Glutmasse hervor und wird je nach der Größe ihrer Ausbreitung mehr oder weniger große Stellen des Körpers wieder leuchtend machen. Durch das plötzliche Hervorbrechen der sehr heißen Glutmassen werden die an der Oberfläche des Gestirns bereits vorhandenen chemischen Verbindungen wieder zersetzt, und diese Zersetzung wird wie bei irdischen Körpern mit einer Licht- und Wärmeentwickelung vonstatten gehen. Das starke Aufleuchten ist also nicht nur den durch die hervorgequollene Glutmasse wieder leuchtend gewordenen Teilen der Oberfläche zuzuschreiben, sondern gleichzeitig einer Art von Verbrennungsprozeß, der durch die Berührung bereits erkalteter Verbindungen mit der glühenden Masse des Innern wieder eingeleitet wird.

Diese Hypothese läßt sich ohne Zwang mit den bis dahin beobachteten Spektralerscheinungen in Einklang bringen.

Da die Masse der hervorgeströmten glühend flüssigen Materie keine sehr große zu sein braucht, so ist ihre oberflächliche Erkaltung binnen wenigen Monaten durchaus plausibel. Das kontinuierliche Spektrum würde durch diese glühende Masse, das Absorptionsspektrum teils durch die Atmosphäre des Sterns, teils durch die bei der Zersetzung der chemischen Verbindungen frei werdenden Gase erzeugt werden. Die hellen Linien würden ebenfalls

von den letzteren sowie von den aus dem Innern hervorgebrochenen Gasen herrühren. Hierbei wäre diesmal nichts gegen die Annahme einzuwenden, daß die betreffenden Gase eine höhere Temperatur besäßen als die glühenden Massen und daher ein Emissionsspektrum ergäben, wenngleich die Erklärung der hellen Linien des Typus Ic und IIb vielleicht auch hier einfacher erscheint. Zur Erklärung der Intensität der Erscheinung ist die weitere Annahme hinzugefügt worden, daß die Lichterscheinungen nicht bloß durch die hervorbrechenden glühenden Gase gegeben seien, sondern auch durch Verbrennungsprozesse. Es ist aber zu bedenken, daß die Verbrennungstemperaturen im allgemeinen weit unterhalb derjenigen Temperatur liegen, die man auf Fixsternen findet, und die man im Innern auch schon weiter abgekühlter Sterne zu erwarten hat.

Eine scheinbar sehr plausible Hypothese ist von Lohse aufgestellt worden. Nach ihr braucht die Abkühlung nur so weit vorgeschritten zu sein, daß der Stern mit einer dichten und kühlen, stark absorbierenden Atmosphäre umgeben ist. Bei einer gewissen Stufe der Abkühlung kann nun eine plötzliche Verbindung einzelner Elemente stattfinden, und die hierbei frei werdende Wärme verursacht das neue Aufleuchten des Himmelskörpers. „Es ist zweifellos, daß jeder glühende Himmelskörper endlich das Stadium erreichen wird, wo diese chemischen Reaktionen beginnen; sie werden vielleicht schon, während der Stern noch leuchtete, die Ursache für temporäre Lichterhöhungen sein, da es, wie bekannt, chemische Verbindungen gibt, die bei ziemlich hoher Temperatur sich bilden können. Die Dämpfe dieser Verbindungen werden mit der Zeit wesentlich dazu beitragen, den Durchgang des Lichtes zu hemmen und durch ihre Vermehrung das endliche Erlöschen des Sterns für uns herbeizuführen, bis dann später, wenn die Temperatur so weit gesunken ist, daß die Vereinigung derjenigen elementaren Stoffe erfolgen kann, die einen beträchtlichen Bruchteil des Körpers ausmachen und eine bedeutende Verbrennungswärme entwickeln, ein plötzliches Aufleuchten des Sterns erfolgt, wobei nicht ausgeschlossen ist, daß sich dieser Vorgang bei ein und demselben Stern infolge der verschiedenen Dissoziationstemperaturen mehrmals wiederholt, bis alle möglichen Vereinigungen erfolgt sind."

So plausibel diese Hypothese auf den ersten Blick erscheint, so muß doch bemerkt werden, daß in ihr große Schwierigkeiten implizite enthalten sind. Die große Heftigkeit der Vorgänge auf einem Stern bei seinem Aufleuchten deutet darauf hin, daß sie, wenn sie auch nur oberflächlich stattfinden, doch beträchtliche Massen betreffen, daß also die chemische Vereinigung innerhalb großer Gebiete plötzlich erfolgen müßte. Dies ist aber nur möglich, wenn die Temperatur innerhalb des großen Gebietes eine durchaus gleiche ist, wenn ein Zustand absoluter Ruhe herrscht und keine Strömungen, seien es radiale, seien es seitliche, stattfinden. Das sind aber Voraussetzungen, die höchst unwahrscheinlich sind, und von denen die Sonne gerade das Gegenteil zeigt.

Nähert sich die Temperatur derjenigen Grenze, wo eine gewisse chemische

Verbindung statthaben kann, so werden solche Verbindungen nur innerhalb sehr eng begrenzter Bezirke vor sich gehen können, und es wird durch die hierbei entstehenden Temperaturerhöhungen ein fortwährender Kampf zwischen Verbindung und Zersetzung stattfinden, bis schließlich infolge der Ausstrahlung in den Raum die erstere das Übergewicht behält. Für jeden einzelnen Punkt der Oberfläche ist dieser Vorgang ein diskontinuierlicher, für den Gesamtstern aber ein kontinuierlicher und gleichmäßiger.

Der schwerste Einwurf ist aber vom chemisch-physikalischen Standpunkt aus zu erheben. Explosionsartige Wirkungen treten bei der Vereinigung chemischer Elemente nur dann auf, wenn sich diese betreffenden Elemente sehr weit unterhalb der Verbindungstemperatur befinden, so daß sie auch beim gasförmigen Aggregatzustande einen kleinen Raum einnehmen. Bei der plötzlichen Temperaturerhöhung durch den Eintritt der Verbindung findet dann eine gewaltige Ausdehnung statt. Befinden sich die Stoffe in noch konzentrierterer Form, also in flüssigem oder festem Zustand, so sind die Explosionserscheinungen im allgemeinen noch heftiger. Sinkt aber die Temperatur von oberhalb des Dissoziationspunktes allmählich herab, so muß die Vereinigung in ganz sanfter Weise vor sich gehen.

Eine beachtenswerte Hypothese über die Ursache des Aufleuchtens der neuen Sterne ist von Wilsing aufgestellt worden. Wilsing bemerkt im Verfolg seiner Untersuchungen über die Veränderlichkeit der Sterne unter der Klinkerfuesschen Annahme, daß die Veränderlichen enge Doppelsterne sind, deren Atmosphären durch die gegenseitige Anziehung deformiert werden, daß die hierbei gewonnenen Resultate auch auf die neuen Sterne anwendbar sind.

Man hat sich einen neuen Stern als sehr exzentrischen Doppelstern mit sehr geringer Periastrondistanz vorzustellen, so daß die durch die gegenseitige Anziehung bewirkte Deformation der Atmosphäre von der Ordnung der Höhe der Atmosphäre ist. Es wird in diesem Falle zur Zeit des Periastrons die Oberfläche des mit einer stark absorbierenden Atmosphäre umgebenen Sterns zum Teil von letzterer freigelegt, so daß also zunächst eine beträchtliche Aufhellung des kontinuierlichen Spektrums erfolgt. Mit der Deformation der Atmosphäre wird gleichzeitig auch im Innern des Sterns eine Flutwirkung stattfinden, infolge deren gewaltige Eruptionen glühender Gasmassen erfolgen können.

Das kontinuierliche Spektrum ist durchzogen von den Absorptionsbändern, welche von den noch mit Atmosphäre bedeckten Teilen der Oberfläche herrühren, und von hellen Linien, welche von den aus dem Innern hervorbrechenden glühenden Gasmassen erzeugt werden. Bei zunehmender Entfernung des Begleiters nach dem Durchgange durch das Periastron bedeckt sich die Oberfläche allmählich wieder mit der Atmosphäre und die Intensität des kontinuierlichen Spektrums wird immer kleiner. Die wegen der geringeren Dichtigkeit wesentlich oberhalb der absorbierenden Atmosphäre befindlichen glühenden Gasmassen kühlen sich langsam ab, und hiermit findet auch eine Abnahme der Intensität der hellen Linien statt.

Es läßt sich nicht leugnen, daß die Annahme von Doppelsternen mit Umlaufszeiten von vielen hundert Jahren und einer so außerordentlich geringen Periastrondistanz etwas Unwahrscheinliches an sich hat; indessen ist die Existenz von Doppelsternen äußerst geringer Distanz durch die Spektra von Algol und der übrigen Veränderlichen dieser Art mit Sicherheit nachgewiesen, Systeme, die man in früheren Zeiten ebenfalls für höchst unwahrscheinlich hielt.

Unter den Möglichkeiten, welche eine oberflächliche Erregung eines in der Abkühlung stark vorgeschrittenen Fixsterns hervorrufen können, muß auch des Zusammenpralls eines Fixsterns mit einer relativ sehr kleinen Masse gedacht werden, resp. des Sturzes eines kleinen Himmelskörpers, etwa von der Masse eines unserer Asteroiden, auf den Fixstern. Die hierdurch an einem Punkt der Oberfläche entstehende Wärme ist eine ganz enorme und würde eventuell imstande sein, auf einen größeren Umkreis hin eine beträchtliche Erhitzung der Atmosphäre, verbunden mit Verbrennungsprozessen, vielleicht auch mit Ausbrüchen aus dem Innern, hervorzubringen. Um die nötige Geschwindigkeit der Abkühlung zu erklären, würde nur, wie bei der Zöllnerschen Hypothese, die Annahme einer verhältnismäßig weiten Verbreitung der heißen Massen über die Oberfläche hin notwendig. Das Zusammentreffen eines Fixsterns mit einem kleinen Körper hat durchaus nichts Unwahrscheinliches an sich. Es möge indessen an dieser Stelle der Hinweis auf die Möglichkeit dieser Erklärung genügen.

Wir sind hiermit zu einer Klarlegung desjenigen Zustandes gelangt, in welchem sich unsere Kenntnisse und Anschauungen über die neuen Sterne befanden, als im Jahre 1892 die Nova Aurigae erschien. Die Vervollkommnung der spektroskopischen Methoden, insbesondere die Einführung der Photographie in dieselben, erlaubte bei dieser Nova eine viel detailliertere Untersuchung des Spektrums, die zu gänzlich neuen und unerwarteten Gesichtspunkten führte.

9. **Die Nova Aurigae** wurde am 23. Januar 1892 von Anderson entdeckt. Dank den vielfachen Aufnahmen des Sternhimmels, die auf der Harvard College-Sternwarte ständig angefertigt werden, ließ sich die Vorgeschichte dieses neuen Sterns ziemlich sicher feststellen. Auf einer Aufnahme vom 2. November 1891 fehlt der Stern, war also jedenfalls schwächer als 11. Größe. Am 10. Dezember desselben Jahres findet er sich dagegen als Stern $5^1/_2$. Größe auf der Platte und am 20. Dezember als 4. Größe, die vielleicht sein Lichtmaximum darstellt. Nach der Entdeckung nahm er schnell an Helligkeit ab und war im April 1892 nur noch als ganz schwaches Sternchen in den größten Fernrohren zu sehen. Im August 1892 wurde er jedoch wieder heller, bis zur Größe $9^1/_2$; seitdem ist er schwächer geworden, doch noch immer sichtbar.

Die Helligkeitskurve der Nova ist in Fig. 193 nach der Bearbeitung von Lindemann dargestellt. Der erste Zweig dieser Kurve bis Jan. 20 ist nach den photographischen Aufnahmen auf der Harvard College-Sternwarte erhalten, der zweite Teil dagegen aus den Beobachtungen nach der Ent-

deckung. Es ist ersichtlich, daß die Lichtabnahme keineswegs gleichförmig erfolgt ist, sondern besonders anfangs mit periodischen Zunahmen wechselte, so daß eine wellenförmige Kurve entsteht; vom März an scheint eine mehr gleichförmige Abnahme eingetreten zu sein.

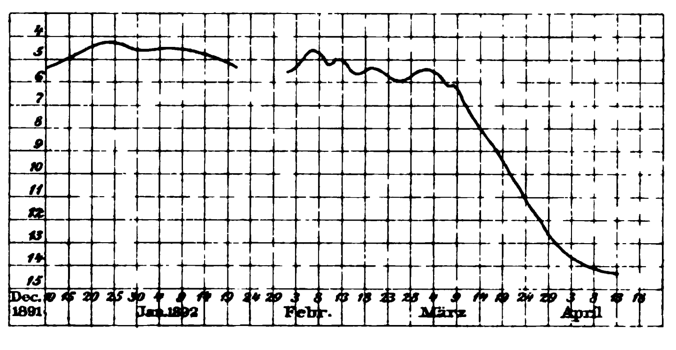


Fig. 193.

Es sind zahlreiche spektroskopische Beobachtungen und spektrographische Aufnahmen dieser Nova erhalten worden, deren Resultate nach zwei Richtungen hin von Interesse sind und einmal die wechselnden Erscheinungen betreffen, welche einzelne Linien geboten haben, sodann aber das Gesamtspektrum behandeln.

Huggins und Lady Huggins stellten durch direkte Beobachtungen fest, daß die Wasserstofflinien $H\alpha$, $H\beta$ und $H\gamma$ sehr hell und breit erschienen, nach der brechbareren Seite hin schärfer begrenzt als nach der anderen. Zuweilen wurden die hellen Wasserstofflinien doppelt und dreifach gesehen, stets aber befanden sich auf der brechbareren Seite breite dunkle Absorptionslinien. Bei $H\beta$ fiel die irdische Wasserstofflinie mit der hellen, nach Violett zu gelegenen Kante der Sternlinie zusammen. Auch die Natriumlinien waren hell vorhanden und erschienen etwas nach Rot verschoben, aber merklich weniger als die Wasserstofflinien. Photographische Aufnahmen des Spektrums zeigten die sämtlichen hellen Wasserstofflinien mit ihren dunklen Komponenten, auch viele andere helle Linien erschienen von dunklen Komponenten begleitet.

Belopolsky konnte am 1. März in der dunklen $H\gamma$-Linie eine feine helle Linie erkennen, die sich an den nächsten Tagen sogar verdoppelte. Im übrigen stimmen seine Resultate mit denjenigen von Huggins überein.

Campbell konnte mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte auch durch direkte Beobachtungen konstatieren, daß die dunklen Linien da, wo sie die hellen berührten, scharf begrenzt, an der anderen Seite aber diffus waren; sie hatten eine Breite von 1,2 bis 1,4 $\mu\mu$, und ihre Mitten waren etwa 1,1 $\mu\mu$ brechbarer als die hellsten Stellen der entsprechenden hellen Linien, welche die dunklen etwas zu überlagern schienen. Aus den photographischen Aufnahmen des Spektrums konnte Campbell schließen, daß anfangs die hellen Linien weniger gut definiert waren als später, was zum Teil, aber wohl nicht ausschließlich, eine Folge der Abnahme des kontinuierlichen Spektrums gewesen sein wird. Am 6. März erschienen die beiden Komponenten der hellen Doppellinien nahe gleich hell, während bis dahin die brech-

bareren Komponenten die helleren waren. Nicht bloß in den dunklen Wasserstofflinien erschienen feine helle Linien, sondern auch in drei dunklen Linien im Grün, alle offenbar in derselben relativen Lage zu den entsprechenden hellen Linien.

Die ausführlichsten Untersuchungen speziell über das Verhalten der Wasserstofflinien sind von Vogel ausgeführt worden. Nach denselben hat sich das Aussehen der Linien häufig in bezug auf die Zahl der Komponenten und deren Breite geändert. Die hellen Linien bestanden stets aus mindestens zwei hellen Maximis; zuweilen waren aber deutlich drei zu erkennen, in einem Falle sogar vier. Die dunklen Linien enthielten stets eine

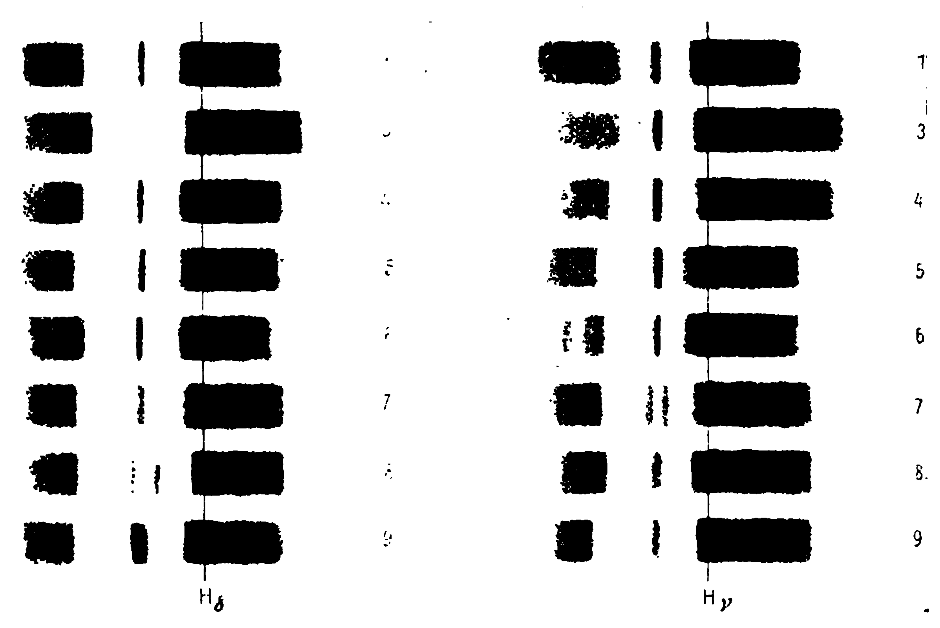


Fig. 194.

scharfe helle Linie nahe der Mitte, zuweilen auch zwei solcher. Demnach bestanden die Wasserstofflinien zuweilen aus 5 bis 6 Komponenten, nämlich 3 hellen Linien auf der weniger brechbaren Seite, einer dunklen auf der brechbareren Seite und innerhalb derselben bis zu 2 hellen scharfen Linien. Im großen und ganzen zeigten die Wasserstofflinien untereinander Übereinstimmung.

Im Mittel aus den Messungen von Vogel, Belopolsky und Campbell ergaben sich nun folgende Verschiebungen der Sternlinien gegen die irdischen Wasserstofflinien (in Milliontel Mill. der Wellenlänge).

Linie	Hβ	Hγ	Hδ	Hε	K	Mittel
Mitte der dunklen Linie	—	— 1,2	1,1	—	—	— 1,2
Helle Linien in der dunklen	— 1,0	— 0,9	— 0,8	— 1,0	— 0,9	— 0,9
1. Maximum	0,0	0,0	— 0,1	— 0,2	— 0,2	— 0,1
2. Maximum	+ 0,8	+ 0,8	+ 0,6	+ 0,4	+ 0,3	+ 0,6
3. Maximum	+ 1,5	+ 1,4	—	—	—	+ 1,5

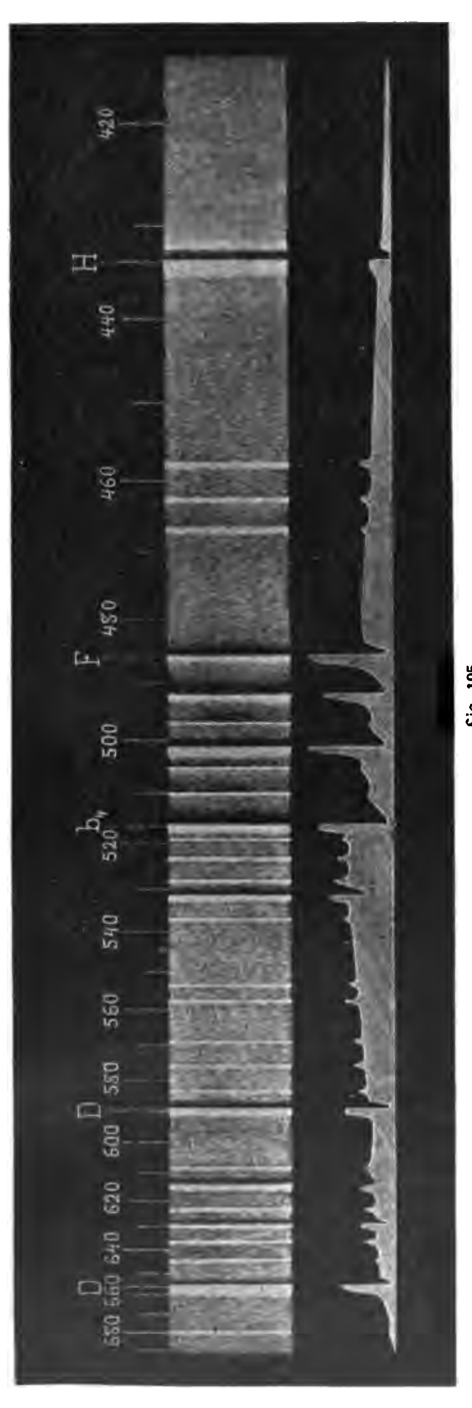


Fig. 195.

Es handelt sich also um sehr beträchtliche Lageänderungen der verschiedenen Komponenten, die zwischen den Mitten der hellen und der dunklen Komponenten den Betrag von 1,8 $\mu\mu$ erreichen. Da aber anzunehmen ist, daß die Mitte der dunklen Linien insofern unrichtig taxiert sein wird, als sie auf einer Seite durch die helle überdeckt ist, so ist diese Distanz zu verkleinern; immerhin aber dürfte ein Unterschied von 1,5 $\mu\mu$ bestanden haben.

Die vorstehenden Abbildungen (Fig. 194) geben eine Anschauung von dem Aussehen und den Veränderungen der Wasserstofflinien nach den Aufnahmen von Vogel. Die Spektra sind hierbei als Negative aufgefaßt, d. h. die hellen Linien sind dunkel wiedergegeben und umgekehrt. Die durchgezogenen feinen Linien repräsentieren in der ersten Serie die normale Lage der $H\delta$-Linie, in der zweiten diejenige der $H\gamma$-Linie. Die Daten der Aufnahmen sind der Reihe nach: 1892 Februar 14, 17, 20, 23, 25, März 3 und 4.

Den allgemeinen Anblick des sichtbaren Teiles des Spektrums der Nova Aurigae gibt die Fig. 195 wieder, die nach einer Zeichnung von Campbell angefertigt ist und zwar am 28. Februar 1902. Unterhalb des Spektrums ist eine entsprechende graphische Darstellung der Helligkeitsverhältnisse gegeben.

Was nun die hellen Linien im allgemeinen angeht, so hat Campbell ein Verzeichnis der von ihm gemessenen zusammengestellt und Identifizierungen mit bekann-

ten Linien versucht. Obgleich die Messungsgenauigkeit keine sehr große sein kann, so findet doch ein bemerkenswertes Zusammentreffen mit denjenigen Youngschen Chromosphärenlinien statt, die durch ihre Intensität und Häufigkeit ausgezeichnet sind.

Nova Aurigae Optisch	Nova Aurigae Photograph.	Chromosphäre	Andere Linien
6563	—	6563 Hα	—
6451	—	6455 —	6451 Ca
6369	—	—	—
6296	—	—	6304 Fe
6240	—	6247 Fe	—
6155	—	—	6162 Na
6087	—	—	—
5896	—	5896 Na	—
		5890 Na	—
5885	—	5876 He	—
5841	—	—	—
5761	—	—	—
5690	5685	—	5689 Na
—	5630	—	—
5578	5584	—	5587 Fe
	5575	—	5577 Fe
5535	5535	5535 Fe	—
—	5454	5456 Fe	—
5378	5379	5372 Fe	—
5318	5329	5317 Fe	—
	5318	5317 Fe	—
5280	5285	5285 Fe	
	5276	5276 Fe	—
5232	5234	5235 Fe, Mn	—
5193	5200	5198 —	—
5168	5176		
	5169	5170 Fe, Mg	—
	5159		
—	5142	—	—
5102	5095	—	—
5055	—	—	—
5014	5018	5019 Fe	—
	5007	5016 Ti, He	—
4969	4969	—	—
4923	4929	4924 Fe	—
	4923	4922 He	—
	4913	4919 Fe	—
4862	4870		
	4862	4862 Hβ	—
	4851		—
—	4774	—	—
—	4737	—	—

Nova Aurigae Optisch	Nova Aurigae Photograph.	Chromosphäre	Andere Linien
—	4707	—	4705 Mg
4670	4669	—	4670 Na
4629	4630	4630 Fe	4629 Ce
4583	4586	4584 Fe	—
—	4576	—	4573 Ce
—	4570	—	4572 Ti
—	4564	4566 Fe	4571 Mg
—	4559	4560 Fe	—
—	4554	4554 Ba	—
—	4549	4550 Fe	—
	4534	4534 Fe	
—	bis		—
	4502	4502 Ti	—
—	4490	4492 Mn	—
		4490 Fe	—
—	4481	4482 Fe	4481 Mg
		4472 Ce, He	—
—	4471	4470 Fe	—
—	4445	4444 Fe	—
—	4436	—	4435 Ca
—	4419	—	—
—	4385	4385 Ca, Ce	—
—	4375	4377 Fe	—
—	4355	—	4354 Ca
—	4348		
4341	4341	4341 Hγ	—
	4331		
4320	4316	—	4318 Ca
—	4296	—	—
—	4267	—	—
—	4246	4246 Fe	—
—	4236	4236 Fe	—
	4227	—	4227 Ca
—	4209	4216 Ca	—
—	4180	—	—
—	4166	—	4167 Mg
—	4126	—	—
	4108		
—	4102	4102 Hδ	—
	4095		
—	4082	4078 Ca	—

Die Veränderungen, denen das Spektrum bei der Lichtabnahme der Nova Aurigae unterworfen war, entsprechen nun vollständig denjenigen der Nova Cygni. Auch hier wurde zuletzt die Linie bei λ 5000 die auffallendste, und im August 1892, bei dem zweiten Erscheinen der Nova, war in mittleren

Fernrohren das Licht der Nova wieder monochromatisch, genau wie bei der Nova Cygni. In größeren Fernrohren und besonders mit Hilfe der Photographie ließ sich aber nun nachweisen, daß die Linie bei λ 5000 zwar die hellste war, daß aber auch die anderen Nebellinien vorhanden waren, und

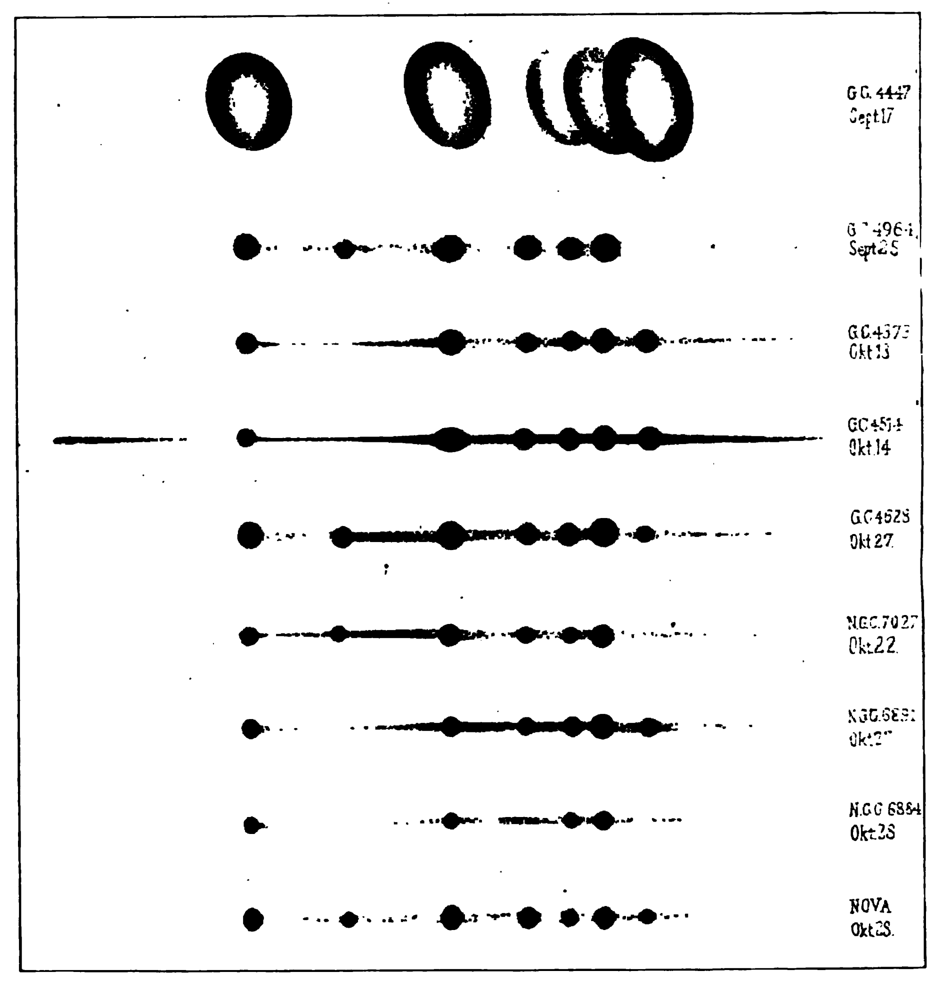


Fig. 196.

zwar sogar in ähnlichen Helligkeitsverhältnissen. Es läßt sich diese außerordentlich interessante Tatsache gar nicht anders ausdrücken, als dadurch, daß das Spektrum der Nova in dasjenige eines Nebels übergegangen war. E. v. Gothard hat mit Hilfe eines Objektivprismas Aufnahmen der Nova und solche von helleren Nebelflecken erhalten, welche in Fig. 196 reproduziert sind. Die Übereinstimmung des Novaspektrums, des untersten in der Figur,

ist mit einem Nebelspektrum eine ganz vollkommene, nämlich mit G. C. 4628; in anderen Nebelspektren fehlt nur die Linie bei λ 3724.

Damit sind aber die Überraschungen, die die Nova Aurigae geboten hat, noch nicht erschöpft; denn ihr Spektrum hat sich noch weiter verändert. Perrine hat im Jahre 1903 keine der Nebellinien mehr auffinden können; es ist nur ein schwaches kontinuierliches Spektrum übrig geblieben.

Die bedeutsamen spektroskopischen Ergebnisse der Beobachtung der Nova Aurigae gipfeln in der Tatsache, daß die Wasserstofflinien und einige andere Linien, wie schon hervorgehoben, durchweg verdoppelt waren, bestehend, abgesehen von feinerem Detail, aus einer hellen und einer dunklen Komponente nebeneinander. Es kamen also hier den Linien ein und desselben Elementes merklich verschiedene Wellenlängen zu. Die Konstatierung dieser Tatsache erfolgte nun gerade zu einer Zeit, in welcher die astrophysikalische Forschung geradezu beherrscht war durch die epochemachenden neuen Anwendungen des Doppler-Fizeauschen Prinzips auf die Verschiebung der Spektrallinien, die zur Entdeckung enger Doppelsternsysteme nach Art des Algolsystems geführt hatten. Es war damals nur eine Möglichkeit bekannt, Wellenlängenänderungen zu deuten, nämlich nur auf Grund des Dopplerschen Prinzips; man war außerhalb desselben gewohnt, die Wellenlängen der selektiven Emissionen oder Absorptionen als etwas Unveränderliches zu betrachten, als etwas so Festes, daß Michelson die Wellenlängen gewisser Spektrallinien als das einwandfreieste und unveränderlichste Naturmaß zur Längeneinheit an Stelle der Meterdefinition vorschlagen konnte.

Es war daher nur natürlich und selbstverständlich, daß man ganz allgemein die im Spektrum der Nova Aurigae gefundenen Wellenlängenänderungen allein auf Grund des Dopplerschen Prinzips zu erklären versuchte, d. h. daß man annahm, sie seien verursacht durch die mechanische Bewegung der betreffenden glühenden Gase.

So beruhen denn auch die sämtlichen zahlreichen Hypothesen, die unmittelbar nach der Erscheinung der Nova Aurigae aufgetreten sind, ausnahmslos auf der Annahme mechanischer Bewegungen. Freilich fielen die Geschwindigkeiten dieser Bewegungen in der Gesichtslinie gewaltig groß aus, 500 ^{km} in der Sekunde übersteigend. Der wahrscheinlichste Wert der relativen Verschiebung zwischen den hellen und den dunklen Komponenten deutete auf Geschwindigkeitsunterschiede von 1300 ^{km} hin.

Solche Geschwindigkeiten erregten mit Recht Zweifel; aber mit gleichem Recht konnte man sich auch sagen, daß man bei unseren geringen Kenntnissen von den Massen und Bewegungsverhältnissen im Weltraum von einer Unwahrscheinlichkeit nur dem Gefühle nach, nicht aber im wissenschaftlichen Sinne sprechen darf. Und so wurden denn die verschiedensten Versuche angestellt, diese großen Geschwindigkeiten als plausibel hinzustellen, oder man ging auch über sie hinweg. Von den vielen Hypothesen, die heute wesentlich nur noch historisches Interesse besitzen, mögen einige hier kurz angegeben

werden; eine Kritik im einzelnen kann hierbei unterlassen bleiben, da die Grundlagen der Hypothesen inzwischen als nicht zutreffend erkannt sind.

Die Hypothese von Sidgreaves nimmt die Nova als einen einzelnen Himmelskörper an. Die Verbreiterung der Linien wird einer kreisförmig verlaufenden Gasströmung zugeschrieben, die in einer nur wenig gegen die Gesichtslinie geneigten Ebene vor sich geht. Die gegen uns vorschreitenden Teile der wirbelnden Gase sind mit einer genügend dicken Schicht bedeckt, welche die dunklen Linien gibt. Ein starker zyklonischer Sturm von heißen Gasen, der in dem unteren Teil der Sternatmosphäre gegen uns gerichtet ist, aufwärts steigt und in den höheren Schichten der Atmosphäre wieder zurückkehrt, würde allen Erscheinungen des Spektrums der Nova genügen, wenn es nur gelänge, diese Art der atmosphärischen Störung, die große Geschwindigkeit und die lange Dauer wahrscheinlich zu machen. In Anbetracht der zerstörenden Wirkung, welche bereits in der kalten Atmosphäre der kleinen Erde Wirbelstürme ausüben, würden aber die erwähnten Bedingungen auf einem mächtigen Stern wohl zur Wahrscheinlichkeit.

Noch einige andere Astronomen begnügen sich mit der Voraussetzung eines einfachen Körpers, indem sie annehmen, daß ein plötzlicher, intensiver Gasausbruch in der Richtung auf uns zu stattgefunden habe, so daß die relative Geschwindigkeit zwischen diesen Gasmassen und dem ursprünglichen Stern mit den dunklen Linien von der Ordnung der bei der Nova resultierenden ist.

Huggins nimmt an, daß zwei in der Abkühlung schon stark vorgeschrittene Sterne nahe an einander passieren, sei es nun, daß sie sich in einer sehr exzentrischen Bahn bewegen, oder sei es rein zufällige Begegnung. Letzteres erscheine wahrscheinlicher wegen der großen Geschwindigkeiten, die sonst nur durch ganz gewaltige Massen zu erklären sind. Das Weitere erfolgt dann nach der Klinkerfues-Wilsingschen Erklärung: Die gegenseitigen Fluterscheinungen haben Anlaß zu gewaltigen Eruptionen gegeben, die mit elektrischen Erscheinungen verbunden gewesen sind, vergleichbar mit den Ausbrüchen auf der Sonne, nur in sehr vergrößertem Maßstabe. Durch die wechselnden Ausbrüche sei der Wechsel in dem Aussehen der Linien zu erklären. Die Lichtquelle, welche das kontinuierliche Spektrum gab, in dem die nach Violett verschobenen dunklen Linien auftreten, sei stets hinter dem absorbierenden Gase geblieben und habe tatsächlich mit letzterem den sich uns nähernden Körper gebildet. Der Grund dafür, daß der sich von uns entfernende Körper helle Linien gegeben habe, im Gegensatze zu dem anderen, sei in dem verschiedenen Entwickelungszustande der beiden Körper zu suchen.

Belopolsky glaubt, daß zur Erklärung des Spektrums der Nova nur die Annahme übrig bleibe, daß wir es mit zwei oder mehreren Körpern angehörenden, übereinander gelagerten Spektren zu tun gehabt haben. Der eine Körper mit einer starken Wasserstoffatmosphäre und verhältnismäßig niedriger Temperatur habe sich mit einer enormen Geschwindigkeit auf uns zu

bewegt, während der zweite, mit helleren Wasserstofflinien und mit hoher Temperatur, sich während der Beobachtungszeit mit veränderlicher Geschwindigkeit erst von uns weg, dann auf uns zu bewegt habe. Letzterer könne aus mehreren kleineren Körpern bestehen, deren Bewegungsrichtungen verschiedene Winkel mit der Gesichtslinie gebildet hätten. Im Vergleich zum Hauptkörper, der seine enorme Geschwindigkeit nicht geändert habe, sei die Masse der kleineren Körper, die in der Atmosphäre des ersteren aufgeflammt seien, als sehr gering zu betrachten, so daß sie sich vollständig in Dampf verwandeln konnten. Dieses System von kleinen Körpern habe sich wahrscheinlich in einer hyperbolischen Bahn um den Hauptkörper bewegt. Nachdem es die Gashülle verlassen hatte, mußte ihr Glanz rasch verlöschen.

H. C. Vogel geht von der Voraussetzung aus, daß ein Körper, der in dem Spektrum der Nova das kontinuierliche Spektrum mit dunklen Linien gebildet habe, sich einem bereits dunklen Fixstern, der ähnlich wie unsere Sonne mit einem Planetensystem umgeben gewesen sei, genähert habe. Durch den nahen Vorübergang an einem größeren oder an mehreren kleinen Körpern des Systems, vielleicht auch durch direkten Zusammenstoß mit kleinen Körpern, sei der in das System eintretende Stern plötzlich in einen hohen Glühzustand versetzt worden. Zur Zeit der spektroskopischen Beobachtung habe sich dieser Körper in einem Teil des supponierten Systems befunden, welcher dichter mit kleinen Körperchen angefüllt gewesen ist; diese sollen durch den nahen Vorübergang und durch teilweises Zusammentreffen zunächst den hohen Glühzustand der Oberfläche und der Atmosphäre des eindringenden Körpers aufrecht erhalten haben, den derselbe wegen des weit ins Violett sich erstreckenden kontinuierlichen Spektrums gehabt haben müsse. Sie hätten teilweise hierbei selbst enorme Erhitzung und eine mehr oder minder große Geschwindigkeit erhalten, welcher das Spektrum mit hellen Linien seine Entstehung verdanke. Die Bewegungen dieser Körperchen waren durch den Zentralstern geregelt, so daß sie eine wirkliche Strömung gegen den eindringenden Körper besaßen. Durch unausbleibliche Störungen in den Niveauflächen und dadurch bedingte Eruptionen seien auch Erhitzungen in den Atmosphären des Zentralkörpers und größerer Körper des Systems erfolgt, wodurch ebenfalls ein Spektrum mit hellen Linien erzeugt worden sei. Es erkläre sich hiermit auf einfache Weise das Intensitätsmaximum in den hellen Wasserstofflinien, welches eine geringe Bewegung im Weltraume angedeutet habe.

Auch für das zweite Intensitätsmaximum und für das nun weitergehend aufleuchtende dritte Maximum, ja selbst für die feinen hellen Linien, die in den dunklen Wasserstofflinien auftreten, könnten, unter der Voraussetzung, die letzteren seien nicht als Umkehrungserscheinungen aufzufassen, Erklärungen gefunden werden unter Zugrundelegung von Annahmen, für deren Wahrscheinlichkeit in einem so gestörten System genügend Anhaltspunkte gegeben seien. Die zweite Erscheinung der Nova im Herbst 1892 sei auf eine Begegnung des in schneller Bewegung befindlichen Sterns mit einem der äußersten Glieder des Systems zurückzuführen.

Seeliger nimmt ebenfalls das Zusammentreffen zweier Himmelskörper an, von denen jedoch der eine kein Stern, sondern ein Nebel gewesen sei. Beim Eintritt eines dunklen Körpers in einen Nebel würde sofort eine oberflächliche Erhitzung eintreten, infolge deren sich Verdampfungsprodukte um den Körper bilden, sich von ihm ablösen und sehr schnell diejenige Geschwindigkeit annehmen werden, welche die nächsten Teile des Nebels besitzen. Der Stern gebe das kontinuierliche Spektrum mit dunklen Linien, die erwähnten Gasteile die hellen Linien. Die großen relativen Geschwindigkeiten seien folgendermaßen zu erklären. Bei Annäherung des Sterns wird sich die Nebelwolke nach jenem hin verlängern und zwar mit wachsender Geschwindigkeit; die Teilchen der Wolke werden Bahnen um den Körper beschreiben, je nach ihrer Entfernung mit sehr verschiedener Geschwindigkeit. Die dem Stern nächsten Teilchen würden mit sehr großer Geschwindigkeit, entsprechend der bei der Nova beobachteten, sich bewegen. So lange der Stern in der Wolke verweilt, werden die Erscheinungen ziemlich unverändert bleiben, sobald er sie aber verlassen hat, wird die Helligkeit sehr schnell abnehmen. Die zweite Erscheinung der Nova würde durch einen erneuten Eintritt des Sterns in einen Nebel zu erklären sein.

Es ist schon S. 644 erwähnt worden, daß die Verschiebungen zwischen den hellen und dunklen Komponenten wahrscheinlich überschätzt sind, da sich diese Komponenten teilweise überdecken. Diese Ansicht ist zugunsten der nach dem Dopplerschen Prinzip aufgestellten Hypothesen hervorgehoben worden, und in der Tat läßt sich auch bei bloßer optischer Nebeneinanderlagerung der Spektra annehmen, daß die dunkle Absorptionslinie viel breiter gewesen sein und sich viel weiter nach Violett erstreckt haben kann, als es den direkten Eindruck gemacht hat. Belopolsky hat darauf aufmerksam gemacht, daß umgekehrt auch die dunklen Absorptionslinien die hellen überlagern könnten, daß also dann die Mitte der hellen Linien unrichtig aufgefaßt sei. Diese Ansicht hat von Vogel eine sehr entschiedene Zurückweisung erfahren, da ja die Absorptionslinie an sich nichts Reelles sei, also bei superponierten Spektren nichts überdecken könne. Bei einfacher optischer Superposition ist das auch richtig, und die wurde ja unter dem Banne der zwei Körper angenommen; bei einer wirklichen Übereinanderlagerung aber, wenn die absorbierenden Gase zwischen den emittierenden und dem Auge liegen, kann sehr wohl Absorption eines Teiles der hellen Linien stattfinden, und dann ist die Belopolskysche Deutung richtig. Ein eklatantes Beispiel einer derartigen Absorption einer hellen Linie bietet das Spektrum von Mira Ceti, auf welches weiter unten noch genauer einzugehen ist. In diesem Spektrum ist die helle Wasserstofflinie $H\epsilon$ vollständig durch die überaus starke Absorption des Kalziums zum Verschwinden gebracht.

Es folgen nach der Nova Aurigae schnell nach einander mehrere Novae, die sämtlich von Mrs. Fleming bei Gelegenheit einer spektrographischen Durchmusterung des Himmels aufgefunden worden sind. Es handelt sich hierbei

nur um wenig auffallende Erscheinungen, die im einzelnen nicht viel Neues geboten haben, deren Natur als Novae auch teilweise zweifelhaft bleibt, die aber in ihrer Gesamtheit einen sehr wichtigen Faktor in der Entwickelungsgeschichte der Hypothesen über die neuen Sterne bilden, insofern, als sie mit an Gewißheit grenzender Wahrscheinlichkeit lehrten, daß die Erklärung der Linienverdoppelung auf Grund des Dopplerschen Prinzips nicht zulässig ist.

12. Die Nova Normae wurde von Fleming am 26. Oktober 1893 gefunden; sie war 7. Größe, und ihr Spektrum zeigte große Ähnlichkeit mit dem der Nova Aurigae. Die Wasserstoff- und einige andere Linien waren doppelt; die helle Komponente war nach Rot, die dunkle nach Violett verschoben. Selbst der Betrag der Verschiebung schien nahe der gleiche zu sein wie bei der Nova Aurigae. Bei der Lichtabnahme fand ebenfalls eine Annäherung an das Spektrum der Nebelflecken statt.

13. Über die Nova Carinae, von Fleming 1895 entdeckt, ist ziemlich genau dasselbe zu sagen.

14. Die Nova Centauri, am 12. Dezember 1895 gefunden, ist wohl nicht als eine Nova, sondern nur als veränderlicher Stern von langer Periode aufzufassen.

15. Ein abweichendes Verhalten zeigt die Nova Sagittarii vom 19. April 1898. Das Spektrum enthielt nur helle Linien ohne die dunklen Begleiter, und man würde daher auch dieses Objekt nicht als neuen Stern aufzufassen haben, wenn es nicht später ein Nebelspektrum gezeigt hätte.

16. Die Nova Aquilae, von Fleming am 3. Juli 1899 entdeckt, zeigte wieder das normale Verhalten in bezug auf die Duplizität der Wasserstofflinien. Das Spektrum ging bald in das Nebelspektrum über, von dem schließlich nur die hellste Nebellinie sichtbar blieb.

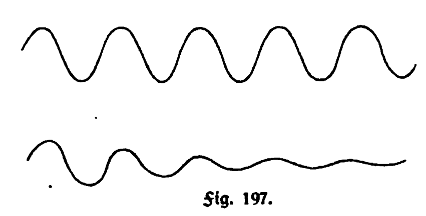
Die vorstehend aufgeführten Erscheinungen lehrten in erster Linie, daß der typische Charakter des Spektrums der neuen Sterne in dem Auftreten von Doppellinien besteht, von denen stets die helle Komponente nach Rot, die dunkle nach Violett verschoben ist, daß ferner der Betrag dieser Verschiebung immer von derselben Ordnung ist. Auch bei anderen Sternspektren wurden ähnliche Erscheinungen beobachtet, und wenn man an dem Dopplerschen Prinzip als grundlegender Erklärung hätte festhalten wollen, so wäre man in allen diesen Fällen zu der Folgerung gelangt, daß stets diejenige Materie oder derjenige Körper, der die hellen Linien gibt, sich von uns entfernt, während der Körper mit dunklen Linien sich uns nähert, dabei mit annähernd gleichen, sehr starken Geschwindigkeiten. Es wäre also eine Beziehung zwischen dem Phänomen der neuen Sterne und der Stellung des Sonnensystems im Raume vorhanden. Das aber ist undenkbar, und daß in so zahlreichen Fällen nur eine zufällige Übereinstimmung vorhanden sein sollte, ist in außerordentlich hohem Maße unwahrscheinlich.

Man wurde also dazu gezwungen, nach einer gänzlich anderen Erklärung für die Verschiebung der Linien zu suchen, d. h. nach einem physikalischen Grund für Änderungen der Wellenlängen ohne mechanisch fort-

schreitende Bewegung der Massen. Diese Aufgabe ist mit großer Energie in Angriff genommen worden — wenn auch nicht allein auf Grund der Erscheinungen bei den neuen Sternen —, und sie kann heute sowohl in theoretischer als auch experimenteller Beziehung in ihren Grundzügen als gelöst betrachtet werden, insofern man physikalische Tatsachen erkannt hat, welche spektrale Erscheinungen zur Folge haben, die mit den wesentlich charakteristischen Beobachtungen an den neuen Sternen sich in formaler Übereinstimmung befinden.

Es möge zunächst versucht werden, die theoretischen Untersuchungen klarzulegen, deren Grundlagen bereits 1878 durch Lommel in seiner Theorie der Absorption und Fluoreszenz gegeben worden sind.

Während man schon lange überzeugt war, daß der ideale Fall völlig ungestörter m e c h a n i s c h e r Schwingungen in der Natur nicht vorkommt, daß vielmehr jede Schwingung durch Reibung usw. beeinflußt wird, hatte man bis dahin die Lichtschwingungen stets als völlig frei betrachtet. Lommel hat nun zuerst darauf aufmerksam gemacht, daß es nur natürlich sei, auch die lichterzeugenden Schwingungen der Atome als durch Reibung beeinflußt, also als gedämpft, zu betrachten. Es ist hierbei gleichgültig, ob man sich die Atome selbst als schwingend vorstellen will, oder ob man nach der elektromagnetischen Lichttheorie ein unbekanntes Etwas innerhalb der Atome schwingen läßt. Die Lommelsche Theorie nimmt nur an, daß die Körperatome unter dem Einfluß einer periodisch erregenden Kraft bestimmte Schwingungen ausführen. Die Kraft, welche außerdem jedes Atom nach seiner Gleichgewichtslage zurückzieht, soll so beschaffen sein, daß man sie nach steigenden Potenzen der Verschiebung von der Gleichgewichtslage in eine Reihe entwickeln kann; weiter sollen die schwingenden Teilchen einen ihrer Geschwindigkeit proportionalen Widerstand erfahren. Unter diesen Bedingungen ergibt sich dann das Resultat, daß die Körperatome teilweise gedämpfte Schwingungen ausführen. Den Hauptunterschied zwischen gedämpften und ungedämpften Schwingungen zeigt Fig. 197. Bei den gedämpften Schwingungen nimmt die Exkursion der Schwingungen ab. Außer diesem augenfälligen Unterschied tritt aber noch ein anderer ein, der für uns hier wesentlich ist. Die Wellenlänge selbst wird durch die Dämpfung ebenfalls geändert, und zwar in der Weise, wie sich nach den mathematischen Untersuchungen Lommels ergibt, daß das von einem unter dem Einflusse eines Widerstandes schwingenden Körperatom ausgestrahlte Licht nicht mehr homogen ist, sondern ein kontinuierliches Spektrum gibt, welches sich von der der Hauptschwingungszahl entsprechenden Stelle aus nach beiden Seiten hin um so weiter ausbreitet, je größer der Widerstand ist. Von einem vollkommenen Gase, in welchem kein Widerstand vorhanden ist, können demnach nur


Fig. 197.

scharfe Linien im Spektrum entstehen; wird dann bei zunehmender Dichte dieses Gases der Widerstand merklich, so tritt Verbreiterung der Linien sowie eine Verschiebung nach Rot ein. Letzteres folgt aus dem Umstande, daß das Intensitätsmaximum der Periode der gedämpften Wellen entspricht.

Lommel hat durch seine Theorie die komplizierten Erscheinungen der Fluoreszenz, bei denen der Widerstand sehr groß ist, vollkommen darzustellen vermocht; doch sind seine weiteren Resultate für unsere Zwecke hier ohne Bedeutung.

Ohne Kenntnis der Lommelschen Fluoreszenztheorie hat nun später (1894) Jaumann die gleichen Entwickelungen zur Erklärung der Verbreiterung der Spektrallinien und weiter zur Erklärung der Bänderbildung ausgeführt. Seine Resultate befinden sich in Übereinstimmung mit den Lommelschen.

Der Lommel-Jaumannschen Theorie haften aber noch Unvollkommenheiten an, wie Wilsing gezeigt hat, da aus ihr nur eine Verschiebung von hellen Emissionslinien nach dem Rot hin, nicht aber eine solche der dunklen Absorptionslinien resultiert; es läßt sich nämlich zeigen, daß das Maximum der Absorption dann eintritt, wenn die Periode der erregenden Schwingungen (siehe oben) übereinstimmt mit der Periode der ungedämpften Atomschwingungen. Bei den dunklen Absorptionslinien könnte also nach der vorstehenden Theorie überhaupt nur eine Verbreiterung der Linien, niemals aber eine Verschiebung entstehen. Weiter konnte Wilsing aus der Lommelschen Theorie folgern, daß die Verbreiterung der hellen Linien stets sehr viel stärker sein muß als ihre Verschiebung, was den Beobachtungen nicht entspricht.

Wie nun Wilsing weiter gezeigt hat, lassen sich diese Widersprüche mit den Beobachtungen durch eine Erweiterung der Lommelschen Theorie beseitigen, indem die Analogie der gedämpften Lichtschwingungen mit den mechanischen Pendelschwingungen bis zur letzten Konsequenz verfolgt wird. Bei einem in Luft, also bei einem dämpfenden Widerstande, schwingenden Pendel genügt es nämlich nicht, bloß die Reibung des Pendels an der Luft als dämpfende Ursache zu berücksichtigen, vielmehr muß auch die innere Reibung der Luft mit in Rechnung gezogen werden, da stets Teile der Luft durch das bewegte Pendel mitgerissen werden. Wie schon Bessel gezeigt hat, wird hierdurch das Trägheitsmoment des Pendels erhöht. Erweitert man die Lommelsche Theorie in dieser Richtung, so ergibt sich unter gewissen, hier nicht näher zu erörternden Bedingungen, daß die Dämpfung der Schwingungen eine Verschiebung der dunklen Absorptionslinien nach Rot bei einer nur geringen Verbreiterung bewirkt, und in ähnlicher Weise auch bei den hellen Emissionslinien.

Da nun vermehrter Gasdruck die Dämpfung der Schwingungen verstärkt, so genügt die Annahme desselben nach dem Vorstehenden, um die bei den neuen Sternen hervorgetretene Verschiebung der hellen und dunklen Linien zu erklären, und vor allem haben nun die experimentellen Labora-

toriumsuntersuchungen eine vollständige Bestätigung der theoretischen Ergebnisse geliefert.

Bevor wir aber hierzu übergehen, müssen wir noch über einige andere Theorien berichten, die ebenfalls Verbreiterungen und Verschiebungen von Spektrallinien zu erklären vermögen, allerdings noch nicht mit der von Wilsing in so eleganter Weise bewiesenen Folgerung, daß starke Verschiebungen ohne stärkere Verbreiterung möglich sind.

Die erste dieser Theorien, zu deren Anhängern auch Lord Rayleigh und Pfaundler gehören, rührt von Lippig her, der die Verbreiterung der Spektrallinien auf das Doppler-Fizeausche Prinzip zurückführt, herrührend von den Molekülen, welche sich gänzlich oder hauptsächlich im Visionsradius bewegen. Die Verbreiterung der Linien mit zunehmender Temperatur, also zunehmender Geschwindigkeit der Moleküle, würde hiermit gut erklärbar sein; aber die viel stärkere Wirkung des zunehmenden Drucks bereitet Schwierigkeiten, und von einer Verschiebung der Linien kann nach dieser Theorie gar keine Rede sein. Ebert hat versucht, diese Lippigsche Theorie mit den Beobachtungen zu vergleichen. Bezeichnet man die mittlere Geschwindigkeit der Moleküle mit μ und die Breite einer Spektrallinie von der Wellenlänge λ mit b, mit V die Lichtgeschwindigkeit, so besteht nach dem Doppler-Fizeauschen Prinzip folgender Zusammenhang zwischen diesen Größen:

$$b = 2\lambda \frac{\mu}{V}.$$

Ebert ist durch die angestellten Rechnungen zu dem Resultat gekommen, daß das Doppler-Fizeausche Prinzip nicht ohne weiteres auf die Bewegung der einzelnen Moleküle angewendet werden könne.

Es folgt dann die Zöllnersche Theorie der Verbreiterung der Spektrallinien, die allein auf dem Kirchhoffschen Satze beruht. Sie ist auf Seite 137 in ausführlicher Weise dargestellt und genügt vollständig zur Erläuterung der Verbreiterungserscheinungen der Linien durch Druck und Temperatur, ebenso auch zur Erklärung asymmetrischer Verbreiterungen, nämlich wenn der Absorptionskoeffizient auf beiden Seiten der Linie nicht symmetrisch abnimmt. Die asymmetrische Verbreiterung darf aber nicht mit einer Verschiebung verwechselt werden, da bei ihr die Lage des Maximums der Absorption oder Emission unverändert bleibt.

Schließlich ist die sogenannte Molekulartheorie zu erwähnen, die von Kayser aufgestellt worden ist, während Fürst Galitzin zuerst versucht hat, sie einer mathematischen Behandlung zu unterwerfen. Die Molekulartheorie führt die Verbreiterung der Spektrallinien unmittelbar auf die während des Stoßes der Moleküle erzwungenen Schwingungen zurück.

Nach der elektromagnetischen Lichttheorie sind die Lichtschwingungen identisch mit den elektromagnetischen Schwingungen, folglich müssen die leuchtenden Moleküle selbst als Erreger von solchen Schwingungen nach Art eines Hertzschen Resonators betrachtet werden, dem eine ganz bestimmte

Schwingungsperiode zukommt, die von den charakteristischen Eigenschaften des betreffenden Moleküls abhängt. Zwei derartig leuchtende Moleküle wirken nun auf einander induzierend, und zwar in verschiedenem Grade je nach ihrer ständig wechselnden Distanz. Da nun die Schwingungsperiode von der Stärke der Induktion abhängt, so wird für jedes Molekül die Schwingungsdauer fortwährenden Änderungen unterworfen sein, deren Größe von der Geschwindigkeit der Molekularbewegungen, mithin von der Temperatur und der mittleren Distanz der Moleküle oder von der Dichte des Gases abhängt. Auch eine asymmetrische Verbreiterung der Linien und zwar wesentlich nach dem Rot hin läßt sich, wie Galitzin gezeigt hat, auf diesem Wege ableiten, nicht aber eine wirkliche Linienverschiebung.

Die Nutzanwendung der vorstehenden theoretischen Betrachtungen auf die Spektralerscheinungen bei Himmelskörpern, besonders bei den neuen Sternen, läßt sich kurz dahin präzisieren, daß bei einfachen Verbreiterungserscheinungen, auch bei asymmetrischen, die Hinzuziehung sowohl der Zöllnerschen als auch der Lommelschen und Galitzinschen Theorie gerechtfertigt erscheint, während zur Erklärung von Linienverschiebungen, die nicht durch translatorische Bewegungen verursacht sind, vorläufig wenigstens, nur die Lommel-Wilsingsche Theorie herangezogen werden darf.

Wenn es auch dem nicht physikalisch geschulten Leser vielleicht schwer fallen wird, den hier vorgebrachten Theorien im einzelnen zu folgen, so dürfte doch diese letzte Schlußfolgerung ohne weiteres einleuchten.

Es möge nun zur Betrachtung der experimentellen Untersuchungen übergegangen werden.

Die erste Anregung zu denselben geht von Jewell aus, der bei Gelegenheit der Ausmessungen für Rowlands „New Table of Standard Wawe-Lengths" fand, daß die vom Bogenlicht erzeugten Metallinien stets gegenüber den entsprechenden Sonnenlinien nach Violett zu verschoben waren. Nachdem die erste Vermutung, daß dies durch Veränderungen im Apparat verursacht sei, sich nicht bestätigt hatte, vielmehr auch bei gleichzeitigen Aufnahmen auf derselben Platte die Differenz unverändert fortbestand, mußte die Erscheinung als reell vorhanden betrachtet werden. Eine Erklärung nach dem Dopplerschen Prinzip erschien unter der Voraussetzung möglich, daß auf der Sonne die absorbierenden kühleren Gase mit einer durchschnittlichen Geschwindigkeit von 30^{km} bis 60^{km} pro Minute zur Photosphäre herabfielen. Diesem ständig absteigenden Strom müßte aber doch ein aufsteigender entsprechen, und es müßten die sämtlichen feinen Sonnenlinien doppelt erscheinen, wobei dann die eine Komponente sogar hell sein könnte. Von einer derartigen Duplizität ist aber keine Spur zu bemerken. Jewell kam daher schon selbst zur Überzeugung, daß zur Erklärung dieser allerdings sehr geringen Verschiebung das Dopplersche Prinzip nicht herangezogen werden dürfe, sondern daß die Ursache in Druck- oder Temperaturdifferenzen zwischen elektrischem Bogen und Sonne zu suchen sei.

Bei genauerer Untersuchung der Verschiebungen zeigte es sich, daß die Verschiebung am stärksten bei den kräftigsten Linien der Elemente war, ebenso auch bei den Linien, welche spektroskopisch am charakteristischsten sind, d. h. den „langen Linien" Lockyers, die schon bei den geringsten Materialmengen erscheinen und auch am leichtesten umkehrbar sind. Diese Ergebnisse waren die Veranlassung einer weiteren, umfangreichen Untersuchung von Humphreys und Mohler über die Wirkung des Druckes auf die Wellenlängen der Spektrallinien von im elektrischen Bogen glühenden Metallgasen, welche Untersuchung als die eigentlich grundlegende zu betrachten ist. Die Versuche wurden in der Weise angestellt, daß mit einem Gitterspektroskop größter Dimension teils direkt, teils photographisch die Wellenlängen der Linien, die von in einem kräftigen elektrischen Bogen glühenden Metalldämpfen erzeugt waren, gemessen wurden, und zwar durch Vergleichung mit den Sonnenlinien. Der Bogen selbst war in einem luftdichten eisernen Zylinder mit kleinen Fensteröffnungen eingeschlossen, und vermittels einer Druckpumpe konnte der Druck im Innern des Zylinders bis zu 15 Atmosphären erhöht werden. Um eine zu starke Erhitzung des Zylinders zu vermeiden, war derselbe mit einem Wassermantel umgeben. Zur Kontrolle des Apparats dienten Aufnahmen des Sonnenspektrums vor und nach der Aufnahme des Bogenspektrums, ebenso auch die Linien des Kohlenwasserstoffes, die keine merkliche Änderung der Wellenlängen aufwiesen.

Es liegt die Befürchtung nahe, daß die mit diesem Apparate gewonnenen Resultate nicht den Einfluß des Druckes allein geben, sondern auch den der Temperatur, da man zunächst vermuten sollte, daß bei zunehmendem Druck auch die Temperatur des Bogens steigt; nach den Untersuchungen von Wilson ist dies aber keineswegs der Fall, vielmehr scheint sogar die Temperatur etwas abzunehmen. Schließlich haben Humphreys und Mohler bei gleichbleibendem Druck die Spektra von dicht bei den Elektroden gelegenen Punkten des Bogens, deren Temperatur also jedenfalls ziemlich verschieden war, untersucht und hierbei keine Spur einer Linienverschiebung wahrgenommen. Man ist also wohl berechtigt, die gefundenen Resultate als wesentlich nur vom Druck abhängig zu betrachten.

Die zahlreichen und mit großer Exaktheit angestellten Beobachtungen haben nun folgendes ergeben:

Die Linien aller untersuchten Metalle verschieben sich mit zunehmendem Druck nach Rot hin, aber keineswegs für alle Elemente in gleichem Maße, ja nicht einmal bei den verschiedenen Linien desselben Metalls. In einigen Fällen ist die Verschiebung mit merklicher Verbreiterung verbunden, in anderen Fällen nicht. Innerhalb der verwendeten Druckdifferenzen von 13 Atmosphären ist bei jeder Linie die Verschiebung dem Druck proportional zu setzen.

Unter der durchaus plausiblen Annahme, daß bei Druckvermehrung eines Gases die Dämpfungskonstante größer wird, stehen diese Beobachtungen demnach durchaus im Einklange mit der Lommel-Wilsingschen Theorie. Da außerdem die Dämpfung zweifellos von der Natur der Moleküle abhängt,

so sind Verschiedenheiten der Dämpfungswirkung bei verschiedenen Linienserien ein und desselben Elementes ebenfalls durchaus wahrscheinlich.

Humphreys und Mohler haben aus ihren Beobachtungen noch andere Beziehungen zwischen der Größe der Verschiebung und gewissen physikalischen Charakteren der einzelnen Elemente abzuleiten versucht. So soll die Verschiebung nahe proportional sein dem Produkt aus dem linearen Ausdehnungskoeffizienten des festen Metalles und der Kubikwurzel aus dem Atomvolumen, ferner umgekehrt proportional dem absoluten Schmelzpunkt der Metalle, und endlich sollen in den meisten Fällen die Kubikwurzeln der Atomgewichte der Elemente einer jeden Hälfte einer Mendelejeffschen Gruppe den Verschiebungen ihrer Linien proportional sein. Inwieweit diese Beziehungen berechtigt sind, muß noch weiteren Beobachtungen überlassen bleiben; jedenfalls sind sie nicht ausnahmslos richtig, wie die Beispiele von Neodymium und Uran zeigen.

Von besonderem Interesse für unsere Frage sind aber die Beträge der Verschiebungen, die in der folgenden Tabelle als gültig für 14 Atmosphären Druck und reduziert auf die Wellenlänge λ 4000 in Tausendsteln einer Ångströmschen Einheit gegeben sind.

El.	Verschiebung	El.	Versch.	El.	Versch.	El.	Versch.
Ag	43	Ce	28	Mo	45	Si	48
Al	62	Co	27	Na	30	Sn	65
As	50	Cr	30	Nb	40	Sr	43
Au	53	Cs	200	Nd	12	Ti	22
B	57	Cu	38	Ni	34	Tl	70
Ba	63 (I. Gruppe)	Fe	30	Os	20	U	12
Ba	40 (II. Gruppe)	Hg	94	Pb	71	V	25
Be	40	Jn	100	Pd	39	W	22
Bi	57	K	150	Pt	25	Yt	18
Ca	19 (H- und K-Linie)	La	35	Rb	150	Zn	68
Ca	60 (g-Linie)	Mg	40	Rh	35	Zr	32
Cd	92	Mn	38	Sb	52		

Während nun diese Resultate, in bester Übereinstimmung mit der Theorie stehend, auch den gleichen Sinn der Linienverschiebung wie im Spektrum der Novae geben, bleibt in bezug auf die Größe der Verschiebung noch ein sehr großer Unterschied bestehen. Die relativen Verschiebungen im Spektrum der Nova Aurigae erreichen Beträge bis zu nahe $2\mu\mu$, die experimentell beobachteten dagegen im Durchschnitt nur 0,005 bis 0,006 $\mu\mu$ bei 14 Atmosphären Druck. Unter der Annahme, daß die gefundene Proportionalität zwischen Druck und Verschiebung auch für hohe Drucke nahe richtig bleibt, würde man daher bei den Novae auf einen Gasdruck von einigen Tausend Atmosphären zu schließen haben.

Eine experimentelle Nachprüfung dieser Schlußfolgerung ist in ganz exakter Weise bisher zwar noch nicht erfolgt, doch ist ihre Richtigkeit durch Wilsing und später durch Hale sehr plausibel gemacht worden.

Um die experimentellen Schwierigkeiten, welche mit der meßbaren Herstellung derartig starker Gasdrucke verbunden sind, zu umgehen, hat Wilsing die Tatsache benutzt, daß bei dem Überschlagen von Funken in Flüssigkeiten explosionsartige Drucke entstehen, die sich häufig durch das Zertrümmern der Gefäße dokumentieren, aber nicht ohne weiteres zu messen sind.

Die Versuche wurden in der Weise angestellt, daß in der sekundären Leitung eines größeren Induktoriums eine Leidener Batterie und eine Funkenstrecke außer derjenigen in der Flüssigkeit eingeschaltet wurde. Beim Übergang jedes Funkens zeigte sich dann zwischen den Metallelektroden in der Flüssigkeit (Wasser, Alkohol, Glyzerin, Öl) eine blendend helle Entladung, welche ein sehr intensives, von matten Linien durchzogenes kontinuierliches Spektrum ergab. Im Spektrum des Eisens traten zahlreiche, aus einer hellen und einer dunklen Komponente bestehende Linienpaare auf, deren helle Komponenten stets beträchtlich nach Rot verschoben waren, während die Absorptionslinien nur selten eine merkliche Verschiebung nach Rot erlitten.

Im Spektrum des Nickels zeigte die Linie bei λ 3858 die entsprechende Erscheinung. Sehr beträchtliche Verschiebungen nach Rot ergaben die gleichzeitig stark verbreiterten Linien von Zinn, Zink und Kadmium, so daß zuweilen auch die brechbareren Kanten einzelner Bänder ganz außerhalb der entsprechenden Linien im normalen Spektrum lagen. Ähnliche, aber weniger stark ausgeprägte Verschiebungen waren auch bei Linien anderer Metalle zu erkennen.

Entsprechend den Beobachtungen von Humphreys und Mohler treten auch bei Wilsing die stärksten Verschiebungen bei Zinn, Zink und Kadmium auf, gegenüber den geringeren Verschiebungen bei Platin und Eisen. Die Größe der Verschiebungen ist bei den verschiedenen Aufnahmen nicht die gleiche, eine naturgemäße Folge des Umstandes, daß der Druck in der Flüssigkeit mit den nicht kontrollierbaren Veränderungen der Elektrodenabstände variiert. Der Druck selbst muß bei den Wilsingschen Untersuchungen recht hoch gewesen sein, im Mittel etwa mehrere hundert Atmosphären betragen haben.

Die bei diesen Versuchen erhaltenen Verschiebungen und Doppellinien besitzen nun eine merkliche Ähnlichkeit mit denjenigen im Spektrum der Nova Aurigae, selbst in Einzelheiten. Die stark verbreiterten und verschobenen Linien sind bei beiden nach Violett scharf begrenzt, nach Rot verwaschen, und in den hellen Linien sind bei beiden recht scharfe Intensitätsmaxima zu erkennen gewesen. Neuerdings ist auch Hale zu entsprechenden Resultaten gelangt.

Der völligen Identität der im Laboratorium und am Himmel beobachteten Erscheinungen steht, abgesehen von einer Reihe von Einzelheiten und Komplikationen, nur noch der Umstand entgegen, daß bei der Nova die Duplizität der Wasserstofflinien hauptsächlich hervortrat, während dies im Laboratorium zu beobachten noch nicht gelungen ist, da beim Übergang von Funken unter Wasser die Wasserstofflinien nicht zu sehen sind; sie sind

wahrscheinlich so verbreitert, daß sie mit dem kontinuierlichen Spektrum völlig zusammenfließen, vielleicht letzteres auch allein liefern. Das Bedenken, daß bei der bekannten starken Neigung der Wasserstofflinien zur Verbreiterung bei verhältnismäßig geringem Druck das Wasserstoffspektrum vielleicht nicht die gleichen Phänomene zeigen könnte wie die obigen Metalle, ist nicht berechtigt, da gezeigt worden ist, daß das Wasserstoffspektrum bei zunehmendem Druck nur dann durch Linienverbreiterung kontinuierlich wird, wenn zugleich, wie es bei unveränderter Entfernung der Elektroden in Geißlerschen Röhren der Fall ist, Spannung und Temperatur der Entladung zunehmen. Wenn aber bei genügender Verringerung des Abstandes der Elektroden der Induktionsstrom ohne Flasche durch die Röhre geht, so erscheint zwischen den Elektroden weißes Glimmlicht, welches noch bei atmosphärischem Druck die Wasserstofflinien mit derselben Schärfe zeigt, wie bei einem Druck von wenigen Millimetern.

Nach dieser Klarlegung blieb nur noch zu untersuchen, ob der Wasserstoff überhaupt zu denjenigen Metallen zu rechnen sei, die bei Druckzunahme stärkere Verschiebungen zeigen. Auch hierüber lassen die Wilsingschen Untersuchungen keinen Zweifel, wenigstens was die Wasserstofflinie $H\beta$ angeht, die sich allein als hell genug eignete.

Läßt man die Funkenentladung in freier Luft zwischen Kohlenelektroden, die mit Wasser angefeuchtet sind, übergehen, so erscheint $H\beta$ als breites helles Band, in dessen Mitte eine feine dunkle Linie zu bemerken ist. Wilsing nahm nun dieses Spektrum gleichzeitig mit demjenigen einer gewöhnlichen Wasserstoffröhre auf, und die Ausmessung ergab eine Verschiebung der Absorptionslinie gegen die $H\beta$-Linie der Röhre von 0,11 $\mu\mu$ nach Rot hin.

Es lassen sich mithin die eigentümlichen Erscheinungen an den Wasserstofflinien der Nova Aurigae und der damit verwandten Sterne auf rein mechanischem Wege unter voller Gültigkeit des Kirchhoffschen Satzes erklären, nämlich durch Drucksteigerungen in den leuchtenden Gasen der Atmosphäre, verbunden mit Schichtenbildung von verschiedener Temperatur und Druck.

Auch die von Vogel beobachtete zeitweilige Teilung der Wasserstofflinien in mehr als 2 Komponenten läßt sich ungezwungen erklären durch die Annahme mehrfacher Schichtenbildung von verschiedenem Druck. Zusammenfassend ist demnach zu bemerken, daß die eigentümlichen spektralen Erscheinungen, welche die Nova in dem ersten Stadium ihres Aufleuchtens gezeigt hat, sich durch folgende Annahmen vollständig deuten lassen. Aus irgend einer Ursache — und als solche Ursache kann sich zunächst jeder eine der bereits erwähnten Hypothesen auswählen — findet auf einem in bereits beträchtlich vorgeschrittenem Entwickelungszustand befindlichen Stern ein explosionsartiges Hervorbrechen glühender Gase, besonders von Wasserstoff, statt. Der Ausbruch erfolgt mit solcher Heftigkeit, daß Drucksteigerungen bis zu Tausenden von Atmosphären entstehen. Es bilden sich hierbei Schichtungen von verschiedener Temperatur, die aber steten Veränderungen

unterworfen sind. Die Abkühlung dieser Gasmassen erfolgt durch Ausstrahlung, besonders aber durch ihre Ausdehnung, ziemlich schnell.

Die Wilsingsche Deutung der Doppellinien ist die folgende: Wenn der eigentliche Kern des Sterns von einer so ausgedehnten und intensiv leuchtenden gasförmigen Hülle umgeben ist, daß die Strahlung der Randpartien, welche über den Kern hinausragen, einen erheblichen Bruchteil der Gesamtstrahlung ausmacht, so wird ein Spektrum mit hellen Linien auftreten, welches sich über das Absorptionsspektrum des Kerns legt, und zwar wird durch die Strahlung der unteren, dem Kern zunächst liegenden, hellsten und dichtesten Schichten der Hülle der weniger brechbare Teil der entsprechenden Absorptionslinien im Spektrum des Kerns aufgehellt werden müssen, so daß ein Spektrum mit Linienpaaren entsteht, welche sich je aus einer hellen und einer brechbareren dunklen Linie zusammensetzen. Das Spektrum einer Nova zeigt im ersten Stadium der Entwickelung außer den Linien des Wasserstoffs, des Heliums und einigen Chromosphärenlinien hauptsächlich Linien der leichtflüchtigen Metalle. So lange die aufsteigende Bewegung der glühenden Gasmassen andauert und die Druck- und Temperaturverhältnisse in den leuchtenden Schichten sich nicht ändern, finden auch keine wesentlichen Änderungen des Spektrums statt. Erst später, wenn jene Bewegung aufgehört hat und infolge von Strahlung und Ausdehnung Abkühlung eintritt, zieht sich das Spektrum auf die intensivsten grünen und grünblauen Partien zusammen, bis schließlich zuerst das kontinuierliche Spektrum und damit das Absorptionsspektrum meist ganz verschwinden. Nunmehr tritt die elektrische Lichtentwickelung, welche den spannungslosen Ausgleich der infolge jener Vorgänge entstandenen elektrischen Gegensätze begleitet, deutlicher hervor und bewirkt Änderungen im Spektrum, insofern nach der Kondensation der Metalldämpfe Linien einzelner Bestandteile der gasförmigen Hülle, welche die Entladungen vorzugsweise leiten, an Helligkeit zunehmen. Die Entwickelung der Nova strebt einem neuen Gleichgewichtszustand zu, bei welchem der Kern aus den schwerer flüchtigen Elementen besteht, und die hauptsächlich aus den emporsteigenden Massen bestehende Hülle eine verhältnismäßig große Ausdehnung besitzt.

Über die Vorgänge, welche zum zweiten Stadium führen, das aber in der Wilsingschen Theorie bereits skizziert ist, und in welchem das Nebelspektrum auftritt, liefern die Beobachtungen an der Nova Aurigae wenig Aufschluß, wir wollen daher weiter unten darauf zurückkommen.

Der Wunsch, die neugewonnene Anschauung über die Ursache der Doppellinien auf ihre Richtigkeit an einer weiteren Novaerscheinung zu prüfen, ist sehr viel schneller und in viel vollkommenerer Weise, als es zu ahnen war, in Erfüllung gegangen.

17. Am 21. Februar 1901 entdeckte Anderson (der auch die Nova Aurigae entdeckt hat) im Sternbilde des Perseus einen hellen Stern $2^1/_2$ter Größe, dessen Helligkeit am nächsten Tage sein Maximum, heller als 1. Größe, erreichte.

Auch von anderen Beobachtern ist der Stern unabhängig aufgefunden worden. Das Aufleuchten muß innerhalb weniger Stunden erfolgt sein, da bei den vielfachen astronomischen Beobachtungen, die gerade in dieser Gegend des Himmels an dem gleichen Abend angestellt worden sind, der Stern nicht gesehen worden ist. Die letzte photographische Aufnahme dieser Himmelsgegend ist von Williams 28 Stunden vor der Entdeckung angefertigt worden; sie zeigt keine Spur der Nova, so daß letztere schwächer als 12. Größe sein mußte.

Die nebenstehende Helligkeitskurve (Fig. 198) der Nova Persei nach Kostersitz gibt den Helligkeitsverlauf der Erscheinung bis zum 1. September an. Im Gegensatze zur Nova Aurigae ist das erste Aufflammen außerordentlich schnell erfolgt; die dann sofort beginnende Lichtabnahme zeigt einen ähnlichen Verlauf wie bei der Nova Aurigae, anfangs ziemlich schnell mit unregelmäßigen Schwankungen. März 19 aber beginnt ein außerordentlich regelmäßiger periodischer Wechsel der Helligkeit bei gleichzeitiger langsamer Gesamtabnahme des Lichts. Die Periode des Lichtwechsels beträgt etwa 4 Tage, und die Helligkeitsunterschiede erreichen zwei Größenklassen. Von Mitte Juni an verliert dieser Lichtwechsel an Intensität; wie es scheint, ist auch die Periode länger geworden; es existieren schließlich nur noch geringe Schwankungen, deren Realität nicht einmal sicher sein dürfte. Auch die Form der Wellen, welche die periodischen Helligkeitsschwankungen darstellen, scheint sich langsam geändert zu haben. Im Anfang haben die Maximalhelligkeiten länger angedauert als die Minima; später, etwa von April an, ist sicherlich das Umgekehrte vorhanden.

Die ersten spektroskopischen Untersuchungen ergaben zunächst ein scheinbar ganz von den früheren neuen Sternen

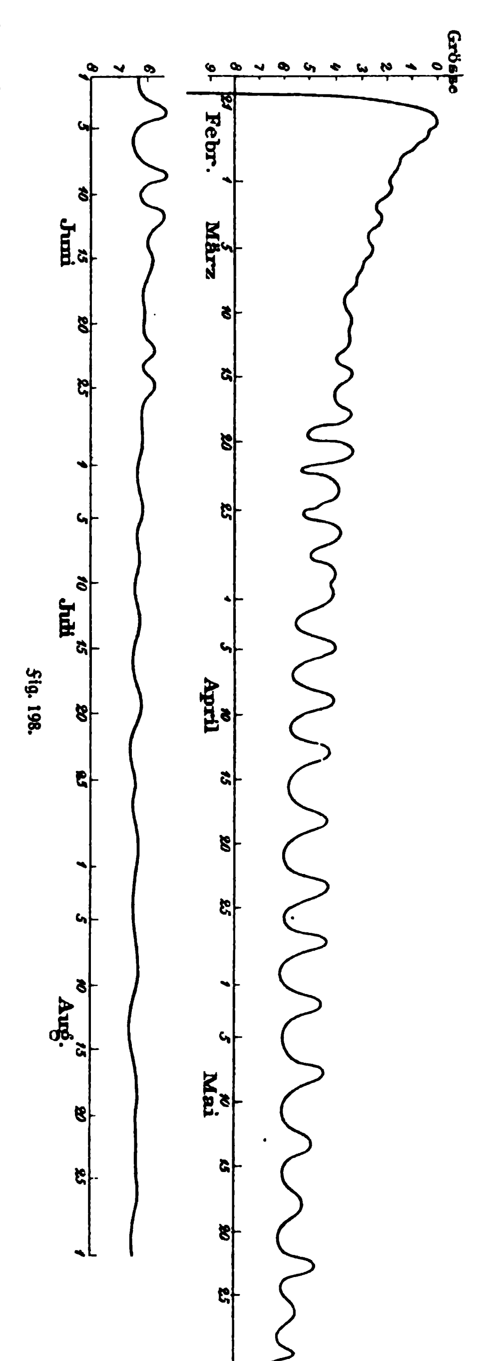


Fig. 198.

verschiedenes Resultat. Pickering und Vogel konstatierten an den beiden ersten Tagen ein intensives kontinuierliches Spektrum, dessen blaue und violette Partien besonders hell erschienen. Etwa 30 dunkle Linien waren vorhanden, davon sehr breit und verwaschen die Wasserstoff-, Magnesium- und Siliziumlinien. Die Kalziumlinien H und K erschienen dagegen sehr scharf. Von hellen Linien hat Vogel keine Spur bemerken können, während Pickering bei einigen der dunklen Bänder bereits Aufhellungen an der weniger brechbaren Seite erkannt hat. Schon am folgenden Tage, am 24. Februar, aber waren die hellen Komponenten der dunklen Bänder deutlich zu erkennen, so daß von da an das typische Aussehen des Spektrums der neuen Sterne vorhanden war.

Dem ursprünglichen Fehlen der hellen Linien ist zuerst mehr Bedeutung beigelegt worden, als berechtigt ist; es kann gar keinem Zweifel unterliegen (besonders nach den Beobachtungen Pickerings), daß die hellen Komponenten bereits zu Beginn der Maximalhelligkeit in Wirklichkeit vorhanden, durch das helle kontinuierliche Spektrum aber derartig überstrahlt waren, daß sie bei Verwendung geringer Dispersion nicht erkannt werden konnten. Erst nach Abnahme des kontinuierlichen Spektrums, welche zuerst einsetzte, wurden sie sichtbar.

Im Hinblick auf die ausführliche Beschreibung des Spektrums der Nova Aurigae können wir uns in bezug auf das Allgemeine beim Spektrum der Nova Persei etwas kurz fassen.

Die gegenseitige Verschiebung der hellen und dunklen Komponenten der Wasserstofflinien war von derselben Ordnung wie bei der Nova Aurigae. Es ist nur sehr auffallend, daß bei den ersten Publikationen hierüber die Verschiebungen wieder in Kilometern angegeben sind, obgleich bereits völlige Klarheit darüber vorhanden sein mußte, daß das Dopplersche Prinzip nicht zur Erklärung dieser Duplizität herangezogen werden durfte. Besonders interessant ist es nun, daß die schon erwähnten scharfen Kalziumlinien nur eine sehr geringe Verschiebung zeigten, nach den Messungen von Hartmann nur $+18^{km}$ entsprechend. Diese Verschiebung dürfte tatsächlich nach dem Dopplerschen Prinzip zu deuten sein und die Geschwindigkeit der Nova Persei in der Gesichtslinie darstellen, wobei anzunehmen ist, daß der absorbierende Kalziumdampf an den atmosphärischen Vorgängen auf der Nova Persei nicht beteiligt war; es geht dies auch aus der Schärfe der sonst sehr zur Verbreiterung neigenden Kalziumlinien hervor.

Die Änderungen, denen das Spektrum bis Ende März unterworfen gewesen ist, sind hauptsächlich durch die Helligkeitsabnahme des kontinuierlichen Spektrums bedingt: scheinbare Helligkeitszunahme der hellen Linien, Sichtbarkeitsabnahme der dunklen Linien.

Besser als alle Beschreibung zeigt die nebenstehende Fig. 199, welche Spektralaufnahmen der Nova Persei von Ellermann am großen Refraktor der Yerkes-Sternwarte wiedergibt, die Veränderungen des Spektrums in dem Zeitraum von Februar 17 bis März 28.

In bezug auf die Heliumlinien hat Campbell eine bemerkenswerte Tatsache konstatieren können. Nach den Untersuchungen von Runge und Paschen enthält das Heliumspektrum zwei Linienserien, deren relative Intensität mit

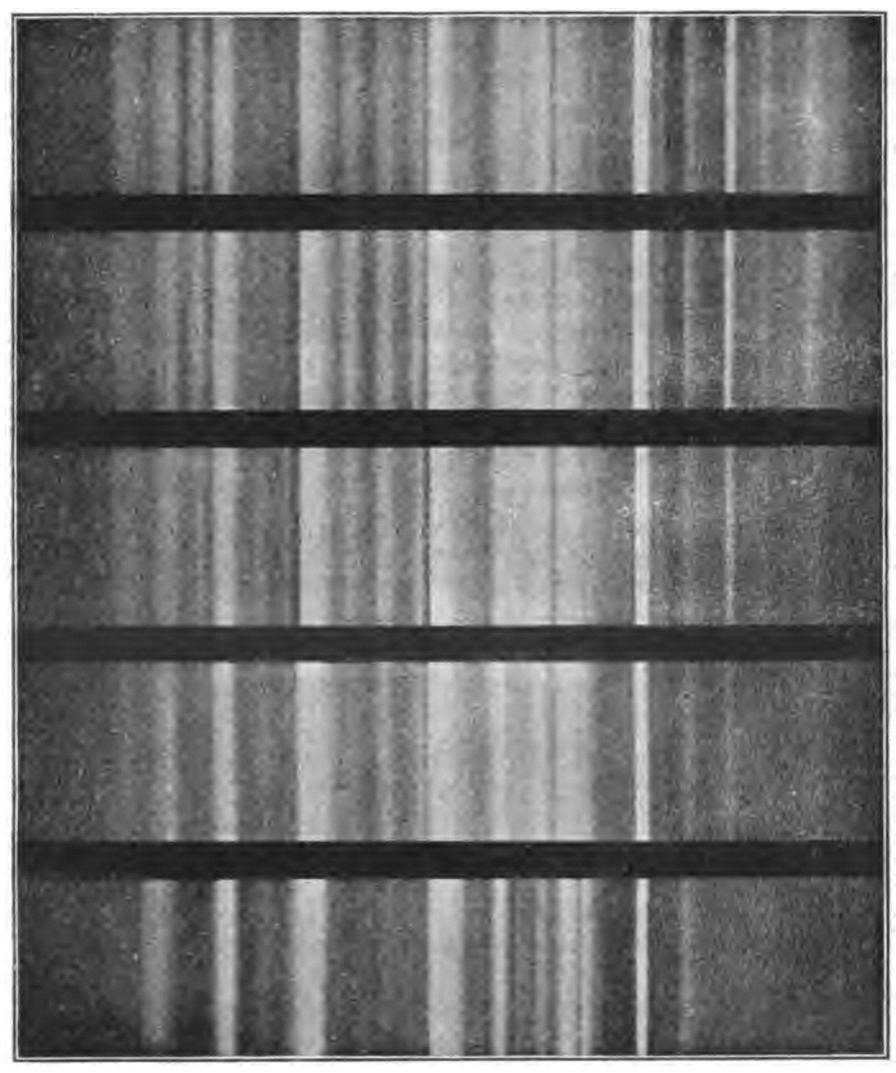


Fig. 199.

dem Druck, unter welchem sich das Helium befindet, variiert. Campbell hat nun im Spektrum der Nova nur diejenigen Heliumlinien gefunden, welche bei stärkerem Druck besonders intensiv sind, und zu denen auch die Linie D_3 gehört. Der negative Schluß, der hieraus zu ziehen ist, lautet

dahin, daß in der Nova das Helium also nicht unter einem besonders geringen Druck geleuchtet hat.

Die eigentümliche Erscheinung des periodischen Lichtwechsels ist nun von einer ebenso eigentümlichen und interessanten Änderung des Spektrums begleitet gewesen. Die Aufhellung während der Maxima ist wesentlich durch die Aufhellung des kontinuierlichen Spektrums verursacht, wobei auch, wenigstens bis Ende März, die während der Minima verschwundenen dunklen Komponenten wieder sichtbar wurden. Hiermit verbunden waren nach Hartmann starke und ungleichmäßige Verschiebungen der Wasserstofflinien, während die Kalziumlinien unverändert blieben. Nach Pickering ist die Helligkeit 4,6 der Nova als Grenze zwischen den verschiedenen Charakteren des wechselnden Spektrums anzusehen, indem oberhalb derselben das normale typische Spektrum vorhanden war, unterhalb derselben das für die Minima charakteristische. Während des Minimums am 6. April hat v. Gothard zuerst die Nebellinien in der Nova Persei wahrnehmen können. Von da an hat mit ständigem Wechsel der allmähliche Übergang in das Nebelspektrum wie bei der Nova Aurigae stattgefunden. Daß die Lichtabnahme der Nova und besonders auch der Helligkeitswechsel mit Farbenänderungen verbunden gewesen ist, erscheint nach den spektralen Veränderungen des Lichts als selbstverständlich.

Später scheint die Helligkeit der Nova Persei nicht sehr wesentlich mehr abgenommen zu haben; im Juli 1903 besaß sie die Helligkeit 11,5 bis 12. Nach den zu dieser Zeit angestellten spektroskopischen Beobachtungen von Perrine hat die Helligkeit der Nebellinien im Violett wesentlich abgenommen, während die Helligkeit der Hauptnebellinien ziemlich unverändert geblieben ist. Jedenfalls aber hat die relative Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums eher zu- als abgenommen.

Das interessanteste und überraschendste Phänomen hat die Nova Persei erst in ihrer späteren Entwickelung geboten. Bei fast allen hellen neuen Sternen ist von einzelnen Beobachtern darauf aufmerksam gemacht worden, daß im Gegensatze zu anderen Sternen die Nova nebelartig oder mit einem Nebelschein umgeben erschienen ist. Man hat die Realität dieser Erscheinung vielfach angezweifelt, da sie auf rein optischem Wege zustande kommen kann, und zwar wegen des besonderen Charakters des Spektrums als Linienspektrum. Wenn auf die hellste Linie, die im Nebelspektrum im Grün liegt, fokussiert ist, so werden andere Linien wegen der unvollkommenen Achromasie der Refraktoren nicht ein punktförmiges, sondern ein kreisförmiges Bild des Sterns erzeugen, welches den Eindruck eines umgebenden Nebels wohl hervorbringen kann; in Spiegelteleskopen müßte also das neblige Aussehen verschwinden. Es läßt sich natürlich nachträglich nicht mehr entscheiden, ob diesen früheren Beobachtungen Realität beizumessen ist oder nicht.

Auch bei der Nova Persei sind auf photographischen Aufnahmen Nebelhüllen gefunden worden, deren rein optische Ursache aber mit Sicherheit in

der oben angegebenen Weise gedeutet werden konnte. Dagegen fand Wolf Ende August auf photographischen Aufnahmen von großer Expositionszeit, daß die Nova tatsächlich mit einer durchaus nicht gleichförmigen, sondern strukturreichen, schwachen Nebelhülle von unregelmäßiger Form umgeben war. Zur Überraschung aller Astronomen wurde nun weiter am 11. November von Perrine nach Aufnahmen mit dem großen Spiegelteleskop (Crossley Reflektor) der Lick-Sternwarte konstatiert, daß einige helle Stellen der die Nova Persei umgebenden Nebelhülle sich mit einer Geschwindigkeit von einer Bogenminute innerhalb 6 Wochen nach Südosten von der Nova fortbewegt hatten. Eine Bestätigung dieser Entdeckung fand sehr bald darauf durch photographische Aufnahmen auf der Yerkes-Sternwarte und dem Heidelberger Observatorium statt.

Nach Perrine haben sich die Vorgänge in der Umgebung der Nova Persei folgendermaßen abgespielt. Auf den Aufnahmen haben sich zwei die Nova umgebende Nebelringe gezeigt: ein hellerer innerer Ring (oder Scheibe) und ein sehr schwacher äußerer Ring, deren Durchmesser im Januar 1902 15′ resp. 30′ betrugen. Beide Ringe waren in der Ausdehnung begriffen, und zwar in der Weise, daß sich der innere Ring mit einer durchschnittlichen Geschwindigkeit von 1″,4 im Tage, der äußere, aus zwei Verdichtungen geschlossen, mit 2″,8 erweiterte. Rechnet man hiernach zurück, zu welcher Zeit die Ringe die Nova verlassen haben, so erhält man für den inneren Ring Februar 8, für den äußeren Februar 16 bis 17. Bei der Unsicherheit der Messungen der verwaschenen Objekte deutet dies auf ein nahe gleichzeitiges Entstehen der Ringe hin und zwar auf eine Zeit, zu welcher das Aufflammen der Nova erfolgt ist. Beide Ringe zeigen eine ausgeprägte Struktur, die durch verschiedene Verdichtungen der Nebelmaterie herbeigeführt ist. Die Bewegung dieser Verdichtungen ist aber keineswegs eine radiale, vielmehr ändert sich auch ihr Positionswinkel, so daß eine Zurückverfolgung nicht genau auf den Ort der Nova führt. Die Änderung des Positionswinkels erfolgt bei den einzelnen Verdichtungen in verschiedener Stärke und sogar in verschiedener Richtung. Der innere Ring und seine Verdichtungen haben beträchtlich an Helligkeit abgenommen, in dem äußeren Ring dagegen sind nicht bloß Formänderungen der Verdichtungen, sondern auch Zunahmen der Helligkeit beobachtet worden.

Trotz der außerordentlichen Lichtschwäche der Nebelteile in der Umgebung der Nova Persei sind doch auf der Lick-Sternwarte Versuche unternommen worden, näheren Aufschluß über die Art des von dem Nebel ausgesandten Lichts zu erhalten. In bezug auf etwaige Polarisation des Lichts hat sich ein negatives Resultat ergeben, eine merkliche Polarisation ist nicht vorhanden gewesen. Ein Spektrogramm mit schwacher Dispersion wurde auf der Lick-Sternwarte von der hellsten Stelle der Nebelhülle mit 34stündiger Expositionszeit erhalten; aber es ist doch nicht möglich gewesen, aus dieser Aufnahme unzweifelhafte und positive Schlüsse zu ziehen. Ein einfaches Nebelspektrum ist jedenfalls nicht vorhanden, sondern nur ein kontinuierliches Spektrum

kann konstatiert werden. Wir werden hierauf noch weiter unten zurückkommen müssen.

Von den Perrineschen Aufnahmen der Nebelhülle haben wir diejenigen vom 12. und 13. November 1901 und vom 31. Januar und 2. Februar 1902, 10 resp. 9 Stunden exponiert, auf Tafel XXII wiedergegeben. Teile der beiden Ringe sind auf beiden Aufnahmen zu sehen; mit Leichtigkeit aber kann die Ortsveränderung zweier rechts oben gelegener Verdichtungen innerhalb der übrigen Sterne erkannt werden.

Die wahre Bedeutung der Bewegungsvorgänge in der die Nova umgebenden Nebelhülle läßt sich erst ermessen, wenn man die scheinbaren Winkelbewegungen in Geschwindigkeiten umrechnet, wozu aber die Kenntnis der Entfernung der Nova oder ihrer Parallaxe erforderlich ist. Derartige Parallaxenbestimmungen sind nun von verschiedenen Astronomen ausgeführt worden, wobei nicht unbeträchtliche Schwierigkeiten dadurch entstehen, daß sich das Spektrum im Laufe der Zeit stark verändert hat, damit aber auch der Schwerpunkt des photographischen Bildes wegen der Lichtbrechung in der Atmosphäre. Das zuverlässigste Resultat dürfte dasjenige von Bergstrand sein, der eine Parallaxe von 0″,03, entsprechend der mittleren Parallaxe der Sterne der 3ten bis 4ten Größe, gefunden hat. Bei dieser Entfernung aber entspricht der beobachteten scheinbaren Bewegung eine ganz enorme Geschwindigkeit. Der innere Ring mit 1″,4 täglicher Bewegung hätte sich hiernach mit etwa 160000^{km} Geschwindigkeit, der äußere mit doppelter Geschwindigkeit bewegt. Bei der Unsicherheit der Parallaxenbestimmung können sich zwar diese Zahlen noch beträchtlich ändern; an dem allgemeinen, erstaunlichen Resultat aber, daß hier Geschwindigkeiten vorliegen, die mit der Lichtgeschwindigkeit (300000^{km} in der Sekunde) zu vergleichen sind, kann hierdurch nichts geändert werden.

Wenn wir nun zu den theoretischen Betrachtungen übergehen, welche durch die Nova Persei angeregt worden sind, so ist auf die große Ähnlichkeit der Erscheinungen dieser und der Nova Aurigae hinzuweisen, sofern wir den ersten Teil des Phänomens zunächst in Betracht ziehen; die Unterschiede sind in den wesentlichen Punkten nicht anders, als sie infolge des großen Helligkeitsunterschiedes beider Sterne zu erwarten sind. Der hauptsächlichste Unterschied gegenüber der Nova Aurigae besteht in dem regelmäßigen starken Lichtwechsel, von dem die erstere nur Spuren zeigte. Bei der Regelmäßigkeit des Lichtwechsels ist es wohl kaum möglich, an eine andere Ursache zu denken als an eine etwa 5tägige Rotation des Sterns. Der plötzliche Ausbruch wird schwerlich die ganze Atmosphäre betroffen haben, und wenn er sich auch bald um den ganzen Stern hinüber ausgebreitet hat, so wird die Ausbruchsstelle doch immer in bezug auf Helligkeit bevorzugt gewesen sein. Besonders bei der Abkühlung muß dies hervortreten, und da der Ausbruch selbst ganz speziell eine besondere Intensität des kontinuierlichen Spektrums hervorgebracht hat, muß dies auch dem Entstehungsorte länger anhaften als den übrigen Teilen der Oberfläche, so daß also beim periodischen Wechsel durch

Rotation die Helligkeitsmaxima wesentlich durch Aufhellung des kontinuierlichen Spektrums hätten charakterisiert sein müssen. Auch die Veränderung in der Form der Helligkeitswellen spricht für diese Annahme; denn die Ausdehnung des Ausbruchsbezirks wird allmählich abnehmen, mithin auch die Zeitdauer der Maxima gegenüber derjenigen der Minima, wie dies tatsächlich der Fall gewesen ist.

Es darf nicht verschwiegen werden, daß von denjenigen Physikern, welche die Theorie der anomalen Dispersion als Grund der Erscheinungen am Sonnenrande annehmen, auch auf demselben Grunde eine Theorie der neuen Sterne aufgestellt worden ist. Wir haben schon Seite 422 ausführlich erörtert, aus welchen Gründen wir der Anwendung dieser Theorie auf die Sonne nicht beipflichten können; wir vermögen dies ebensowenig bei der Anwendung auf die neuen Sterne.

Es gilt nun, die wichtige Frage zu beantworten, wie die Erscheinungen der sich ausdehnenden Nebelhülle um die Nova Persei zu deuten sind.

Die beobachteten Bewegungen der Nebelmassen können nach zwei scharf getrennten Richtungen hin erklärt werden. Entweder haben sich materielle Massen mechanisch mit den angegebenen, der Lichtgeschwindigkeit nahe kommenden Geschwindigkeiten wirklich fortbewegt, oder es liegen Strahlungen vor, welche von der Nova im Aufflammungsmoment ausgegangen sind und bereits vorhandene Nebelmassen entweder in den Leuchtzustand versetzen oder, sofern es sich um Lichtstrahlen handelt, von denselben reflektiert werden.

Wir wollen zunächst die mechanische Deutung näher betrachten. Wenngleich beim Aufflammen der Nova zweifellos sehr starke Druckkräfte in explosionsartiger Weise aufgetreten sind, so fällt es doch schwer, sich dieselben so gewaltig vorzustellen, daß sie den abgeschleuderten Massen Geschwindigkeiten, die der Lichtgeschwindigkeit nahe kommen, hätten erteilen können. Es ist vielmehr anzunehmen, daß diese Kräfte nur genügt haben, gasförmige Massen in so weite Entfernungen vom Stern zu schleudern, daß bei der damit verbundenen Verdünnung derselben repulsive Kräfte in Wirksamkeit treten konnten, in ähnlicher Weise, wie wir dieselben Seite 543 bei den Kometentheorien kennen gelernt haben. Von diesen Kräften kennen wir zurzeit zwei Arten, den Lichtdruck und die elektrische Abstoßung. In betreff der Wirksamkeit dieser Kräfte verweisen wir auf die angegebene Stelle, um hier speziell den Darlegungen Wilsings zu folgen, der die elektrische Abstoßung, die wir auch bei den Kometen als die wahrscheinlichste Ursache der Schweifbildung kennen gelernt haben, als treibende Kraft bei der Nebelhülle der Nova voraussetzt. Indem Wilsing diejenigen Zahlenwerte annimmt, die Zöllner bei seiner elektrischen Abstoßungstheorie der Kometenschweife verwendet, kommt er zu dem Resultat, daß selbst bei verhältnismäßig großer Dichtigkeit der Nebelhülle Abstoßungsgeschwindigkeiten resultieren können, die den bei der Nova Persei beobachteten entsprechen, wenn die elektrische Ladung der Nova nicht größer ist, als diejenige unserer

kann konstatiert werden. Wir werden hierauf noch weiter unten zurückkommen müssen.

Von den Perrineschen Aufnahmen der Nebelhülle haben wir diejenigen vom 12. und 13. November 1901 und vom 31. Januar und 2. Februar 1902, 10 resp. 9 Stunden exponiert, auf Tafel XXII wiedergegeben. Teile der beiden Ringe sind auf beiden Aufnahmen zu sehen; mit Leichtigkeit aber kann die Ortsveränderung zweier rechts oben gelegener Verdichtungen innerhalb der übrigen Sterne erkannt werden.

Die wahre Bedeutung der Bewegungsvorgänge in der die Nova umgebenden Nebelhülle läßt sich erst ermessen, wenn man die scheinbaren Winkelbewegungen in Geschwindigkeiten umrechnet, wozu aber die Kenntnis der Entfernung der Nova oder ihrer Parallaxe erforderlich ist. Derartige Parallaxenbestimmungen sind nun von verschiedenen Astronomen ausgeführt worden, wobei nicht unbeträchtliche Schwierigkeiten dadurch entstehen, daß sich das Spektrum im Laufe der Zeit stark verändert hat, damit aber auch der Schwerpunkt des photographischen Bildes wegen der Lichtbrechung in der Atmosphäre. Das zuverlässigste Resultat dürfte dasjenige von Bergstrand sein, der eine Parallaxe von 0''.03, entsprechend der mittleren Parallaxe der Sterne der 3ten bis 4ten Größe, gefunden hat. Bei dieser Entfernung aber entspricht der beobachteten scheinbaren Bewegung eine ganz enorme Geschwindigkeit. Der innere Ring mit 1''.4 täglicher Bewegung hätte sich hiernach mit etwa 160000^{km} Geschwindigkeit, der äußere mit doppelter Geschwindigkeit bewegt. Bei der Unsicherheit der Parallaxenbestimmung können sich zwar diese Zahlen noch beträchtlich ändern; an dem allgemeinen, erstaunlichen Resultat aber, daß hier Geschwindigkeiten vorliegen, die mit der Lichtgeschwindigkeit (300000^{km} in der Sekunde) zu vergleichen sind, kann hierdurch nichts geändert werden.

Wenn wir nun zu den theoretischen Betrachtungen übergehen, welche durch die Nova Persei angeregt worden sind, so ist auf die große Ähnlichkeit der Erscheinungen dieser und der Nova Aurigae hinzuweisen, sofern wir den ersten Teil des Phänomens zunächst in Betracht ziehen; die Unterschiede sind in den wesentlichen Punkten nicht anders, als sie infolge des großen Helligkeitsunterschiedes beider Sterne zu erwarten sind. Der hauptsächlichste Unterschied gegenüber der Nova Aurigae besteht in dem regelmäßigen starken Lichtwechsel, von dem die erstere nur Spuren zeigte. Bei der Regelmäßigkeit des Lichtwechsels ist es wohl kaum möglich, an eine andere Ursache zu denken als an eine etwa 5tägige Rotation des Sterns. Der plötzliche Ausbruch wird schwerlich die ganze Atmosphäre betroffen haben, und wenn er sich auch bald um den ganzen Stern hinüber ausgebreitet hat, so wird die Ausbruchsstelle doch immer in bezug auf Helligkeit bevorzugt gewesen sein. Besonders bei der Abkühlung muß dies hervortreten, und da der Ausbruch selbst ganz speziell eine besondere Intensität des kontinuierlichen Spektrums hervorgebracht hat, muß dies auch dem Entstehungsorte länger anhaften als den übrigen Teilen der Oberfläche, so daß also beim periodischen Wechsel durch

Rotation die Helligkeitsmaxima wesentlich durch Aufhellung des kontinuierlichen Spektrums hätten charakterisiert sein müssen. Auch die Veränderung in der Form der Helligkeitswellen spricht für diese Annahme; denn die Ausdehnung des Ausbruchsbezirks wird allmählich abnehmen, mithin auch die Zeitdauer der Maxima gegenüber derjenigen der Minima, wie dies tatsächlich der Fall gewesen ist.

Es darf nicht verschwiegen werden, daß von denjenigen Physikern, welche die Theorie der anomalen Dispersion als Grund der Erscheinungen am Sonnenrande annehmen, auch auf demselben Grunde eine Theorie der neuen Sterne aufgestellt worden ist. Wir haben schon Seite 422 ausführlich erörtert, aus welchen Gründen wir der Anwendung dieser Theorie auf die Sonne nicht beipflichten können; wir vermögen dies ebensowenig bei der Anwendung auf die neuen Sterne.

Es gilt nun, die wichtige Frage zu beantworten, wie die Erscheinungen der sich ausdehnenden Nebelhülle um die Nova Persei zu deuten sind.

Die beobachteten Bewegungen der Nebelmassen können nach zwei scharf getrennten Richtungen hin erklärt werden. Entweder haben sich materielle Massen mechanisch mit den angegebenen, der Lichtgeschwindigkeit nahe kommenden Geschwindigkeiten wirklich fortbewegt, oder es liegen Strahlungen vor, welche von der Nova im Aufflammungsmoment ausgegangen sind und bereits vorhandene Nebelmassen entweder in den Leuchtzustand versetzen oder, sofern es sich um Lichtstrahlen handelt, von denselben reflektiert werden.

Wir wollen zunächst die mechanische Deutung näher betrachten. Wenngleich beim Aufflammen der Nova zweifellos sehr starke Druckkräfte in explosionsartiger Weise aufgetreten sind, so fällt es doch schwer, sich dieselben so gewaltig vorzustellen, daß sie den abgeschleuderten Massen Geschwindigkeiten, die der Lichtgeschwindigkeit nahe kommen, hätten erteilen können. Es ist vielmehr anzunehmen, daß diese Kräfte nur genügt haben, gasförmige Massen in so weite Entfernungen vom Stern zu schleudern, daß bei der damit verbundenen Verdünnung derselben repulsive Kräfte in Wirksamkeit treten konnten, in ähnlicher Weise, wie wir dieselben Seite 543 bei den Kometentheorien kennen gelernt haben. Von diesen Kräften kennen wir zurzeit zwei Arten, den Lichtdruck und die elektrische Abstoßung. In betreff der Wirksamkeit dieser Kräfte verweisen wir auf die angegebene Stelle, um hier speziell den Darlegungen Wilsings zu folgen, der die elektrische Abstoßung, die wir auch bei den Kometen als die wahrscheinlichste Ursache der Schweifbildung kennen gelernt haben, als treibende Kraft bei der Nebelhülle der Nova voraussetzt. Indem Wilsing diejenigen Zahlenwerte annimmt, die Zöllner bei seiner elektrischen Abstoßungstheorie der Kometenschweife verwendet, kommt er zu dem Resultat, daß selbst bei verhältnismäßig großer Dichtigkeit der Nebelhülle Abstoßungsgeschwindigkeiten resultieren können, die den bei der Nova Persei beobachteten entsprechen, wenn die elektrische Ladung der Nova nicht größer ist, als diejenige unserer

Sonne bei ihrer Einwirkung auf den Donatischen Kometen. Besteht die Nebelhülle aber aus Wasserstoff oder den vielleicht noch leichteren Elementen, welche die Nebellinien liefern, so käme für die elektrische Ladung der Nova nur eine ganz geringe Dichtigkeit in Frage, die nur einen Bruchteil derjenigen einer geriebenen Siegellackstange ausmacht. „Man wird sich vorstellen können, daß die unter starkem Druck, doch mit verhältnismäßig geringer Geschwindigkeit emporgepreßten gasförmigen Massen sich im Weltraume bald ausdehnen und an Dichtigkeit verlieren. Erst in stark verdünntem Zustand unterliegen sie dann den vom Stern ausgehenden Repulsivkräften und erlangen schnell die außerordentliche Geschwindigkeit, mit welcher sie sich im leeren Raume merklich gleichförmig fortbewegen. Die bereits sehr geringe Leuchtkraft der fein verteilten Materie nimmt mit der weiteren Ausbreitung ab, so daß der Nebel schließlich an seiner äußeren Begrenzung verblaßt, während er in den tieferen Schichten durch die vom Stern nachströmende Materie einige Zeit lang ergänzt wird."

Es ist für die Wahrscheinlichkeit einer Hypothese stets ein großer Vorzug, wenn sie sich bei anderen Erscheinungen bereits bewährt resp. eine große Wahrscheinlichkeit gewonnen hat, wie es mit der elektrischen Repulsivtheorie der Fall ist, und man wird daher geneigt sein, der Wilsingschen Erklärung zuzustimmen. Sie gewinnt auch dadurch an Wahrscheinlichkeit, daß die beiden Hüllen, welche die Nova ausgesendet hat, mit verschiedener Geschwindigkeit sich ausbreiteten; denn es braucht nur angenommen zu werden, daß die beiden Hüllen aus verschiedenen Gasen bestanden haben, um die verschiedenen Geschwindigkeiten zu erklären. Es darf aber nicht unerwähnt bleiben, daß e i n e beobachtete Tatsache der Wilsingschen Deutung Schwierigkeiten bereitet. Das ist der Umstand, daß die Verdichtungen sich nicht radial von der Nova entfernt haben, sondern eine recht merklich seitliche Bewegung besaßen. Ihre Bewegung bildete also ein völliges Analogon zu der Bewegung der Kometenschweifpartikel, die auch nicht in gerader Linie von der Sonne forteilen. Bei dieser kennen wir die Ursache der Abweichung: der Einfluß der ursprünglichen Bahnbewegung, deren Geschwindigkeit mit der Repulsivbewegung wenigstens einigermaßen vergleichbar ist. Bei der Nova aber liegen die Verhältnisse ganz anders, da ihre Translationsgeschwindigkeit verschwindend klein gegenüber der Abstoßungsgeschwindigkeit ist. Es bleibt nur die Annahme übrig, daß bei der „Explosion" die Gasmassen seitlich mit sehr beträchtlichen Geschwindigkeiten abgeschleudert worden sind. Unter sehr beträchtlichen Geschwindigkeiten müßte man aber tatsächlich solche von 30000^{km} bis 60000^{km} in der Sekunde verstehen, d. h. etwa das 10- bis 20fache der bei den Sonnenprotuberanzen beobachteten Maximalgeschwindigkeiten. Da bei der Erörterung über die Möglichkeit derartiger Geschwindigkeiten wissenschaftliche Untersuchungen nicht mehr in Frage gezogen werden können, so bleibt die Aburteilung über diesen Punkt völlig in der Luft schweben. Stellt man die Protuberanzerscheinung unserer „ruhigen" Sonne in Vergleich mit der gewaltigen Katastrophe, die auf der Nova Persei zweifel-

los stattgefunden hat, so ist es unseres Erachtens nicht etwas Widersinniges, bei letzterer 10- bis 20fache Geschwindigkeiten anzunehmen.

Diejenige Tatsache, welche am meisten für die mechanische Hypothese spricht, möge zum Schlusse hervorgehoben werden: die Unveränderlichkeit der Form der Hauptverdichtung. Trotz einer Fortbewegung um etwa ihre eigene Ausdehnung läßt sich keine merkliche Gestaltsänderung erkennen, und das spricht ungemein für die reelle Fortbewegung eines materiell vorhandenen Gegenstandes, und stellt den bedeutsamsten Einwand gegen die „Strahlungshypothesen" vor, auf die wir nunmehr eingehen wollen.

Bei der Strahlungshypothese können die Strahlungen in Frage treten, wie sie von der elektrisch geladenen Kathode oder auch von radiumhaltigen Präparaten ausgehen und bereits vorhandene Materie zum Leuchten bringen. Wir wissen bisher nichts darüber, ob derartige Strahlungen von Himmelskörpern wirklich ausgehen können oder nicht; da aber ihr Effekt im wesentlichen mit demjenigen übereinstimmt, den die optische Strahlung und deren Reflexion an vorhandener Nebelmaterie ausüben würde, so können wir uns vollständig auf die Darlegung der optischen Reflexionshypothese beschränken.

Kapteyn und v. Seeliger nehmen an, daß die bei dem plötzlichen Aufleuchten der Nova zweifellos entstandene, nach allen Seiten sich ausbreitende Lichtwelle, die ja auch unser Auge getroffen hat, bei ihrem Fortschreiten sukzessive von den Teilen einer bereits vorhandenen, die Nova umgebenden und strukturreichen Nebelmaterie reflektiert wird und uns diese Teile also fortschreitend zur Sichtbarkeit bringt. Die allgemeine Ausbreitung eines Lichtringes um die Nova herum würde durch diese Annahme sehr einfach und daher auch mit großer Wahrscheinlichkeit erklärt werden; der Umstand aber, daß die Hauptverdichtung und auch eine andere schwächere ihre Form nicht verändert haben, bedingt bei der optischen Hypothese das Vorhandensein schräg gelegener Nebelstrahlen von völlig gleichförmiger Kontur. Nur unter dieser Bedingung kann ein Fortschreiten ohne Formveränderung entstehen. Die Existenz solcher Nebelstreifen ist natürlich möglich, aber nicht gerade wahrscheinlich. Vielleicht noch schwerer ist der Einwurf gegen die optische Hypothese aus der verschiedenen Ausbreitungsgeschwindigkeit der beiden Nebelhüllen, und vielleicht ist die Bemerkung von Perrine zutreffend, daß die Vorgänge in den Nebelhüllen nach beiden Hypothesen vor sich gegangen sind.

Der Umstand, daß das Spektrum der Novae beim Schwächerwerden derselben allmählich in das Nebelspektrum übergeht, ist formal leicht zu deuten. Bei der Abkühlung nehmen die Leuchterregungen, welche das Spektrum des ersten Stadiums erzeugt haben, an Intensität bis zur Unmerklichkeit ab, und es treten allmählich in der näheren oder weiteren Umgebung des Sterns diejenigen Bedingungen ein, welche allein genügend sind, die für den Wasserstoff und die anderen Nebelgase in den eigentlichen Nebeln charakteristischen Emissionen zu liefern. Die Nebelmaterie selbst kann bereits vorher in der Umgebung der Nova vorhanden gewesen sein, wie dies die Seeligersche Hypothese voraussetzt, sie kann aber auch bei der Katastrophe vom Stern

fortgeschleudert worden sein. Diese beiden Möglichkeiten entsprechen den beiden Hypothesen über die Entstehung der Nebelhüllen und sind a priori gleichberechtigt, so daß das regelmäßige Auftreten des Nebelspektrums, welches mit der Nebelhülle sicherlich in irgend einem engen Zusammenhange steht, keine Entscheidung zwischen den Hypothesen herbeiführen kann.

Es wird nach dem Vorstehenden das Endresultat klar geworden sein, daß wir zurzeit noch nicht in der Lage sind, auf Grund der erst einmal beobachteten Erscheinung der Nebelhülle zwischen den beiden Hypothesen oder gar nach irgend einer dritten eine Entscheidung zu treffen. Jede Nova hat bisher unsere Kenntnisse gefördert und in manchen Punkten unsere Erkenntnis geklärt, gleichzeitig aber auch neue Rätsel aufgegeben. Das neue, welches die Nova Persei in ihrem letzten Stadium geboten hat, ist sicherlich eins der schwierigsten, aber auch wichtigsten, und wir müssen hoffen, daß die nächste helle Nova auch dessen Lösung herbeiführt, — um dafür ein neues aufzugeben.

Eine helle Nova muß es schon sein; denn die nächste nach der Nova Persei, die Nova Geminorum, hat bemerkenswerte Fortschritte unserer Kenntnisse nicht herbeigeführt.

18. Die Nova Geminorum wurde am 24. März 1903 von Turner auf photographischen Aufnahmen als Stern 7. Größe entdeckt. Das Maximum der Helligkeit war zu dieser Zeit jedenfalls schon länger vorüber. Die ersten Spektralaufnahmen entsprechen ziemlich genau denjenigen der Nova Persei im April, nicht aber denjenigen im September. Ende Mai war der Übergang in das Nebelspektrum bereits deutlich zu bemerken, doch sind die Beobachtungen der Nova Geminorum wegen ihrer Lichtschwäche überhaupt nicht sehr zuverlässig. Gewisse Unterschiede gegen die Nova Persei sind jedoch zu konstatieren gewesen, z. B. die sehr geringe Intensität der im Ultraviolett gelegenen Nebellinien.

Im August 1903 sind merkliche Änderungen des Spektrums der Nova zu konstatieren gewesen. Die Hauptnebellinie bei λ 5001 war merklich heller geworden, während $H\beta$ kaum noch zu sehen war.

Sechsundzwanzigstes Kapitel.

Spezielle Sternspektra.

Wir wollen nun zur Beschreibung einiger Sternspektra übergehen, die sich nicht ohne weiteres in die übliche Klassifizierung einreihen lassen.

o Ceti. Der durch seinen starken und unregelmäßigen Lichtwechsel ausgezeichnete, zuerst entdeckte Veränderliche Mira Ceti weist ein eigentümliches Spektrum auf, etwa eine Kombination von IIIa mit IIa. Die charakte-

ristischen Bänder der Klasse IIIa sind mit großer Deutlichkeit vorhanden; auch andere dunkle Linien, von denen viele mit denen des Sonnenspektrums übereinstimmen, sind zu erkennen, und insofern entspricht das Spektrum dem typischen der veränderlichen Sterne von langer Periode. Als besonderer Umstand tritt aber hinzu, daß die Wasserstofflinien hell erscheinen und zwar mit verhältnismäßig großer Intensität.

Es sind zahlreiche Untersuchungen über dieses interessante Spektrum angestellt worden, von denen die jüngsten und ausführlichsten von Stebbins nach Aufnahmen mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte ausgeführt worden sind. Die Aufnahmen erstrecken sich über einen Zeitraum von einem halben Jahre, in welchem die Helligkeit von der 4. bis zur 9. Größe abnahm.

Von den dunklen Linien konnten mit Sicherheit 6 Linien des Kalziums, 11 des Eisens, 9 des Chroms und 11 des Vanadiums identifiziert werden; die Anwesenheit von Strontium, Mangan und Titan blieb fraglich. Als Geschwindigkeit des Sterns im Visionsradius ergab sich $+66^{km}$. Vier Jahre früher — die Periode des Lichtwechsels ist genähert 331 Tage — hatte Campbell $+62^{km}$ erhalten, es erscheint also eine Änderung der Geschwindigkeit nicht vorhanden zu sein; auch während der Periode des Lichtwechsels ist eine solche nicht angedeutet. Von den hellen Linien sind besonders intensiv die Wasserstofflinien $H\gamma$, $H\delta$ und $H\zeta$, während $H\beta$ nur schwach erscheint und $H\alpha$ bisher nicht sichtbar gewesen ist. Dies dürfte nicht besonders auffallen und leicht auf physiologischem Wege zu deuten sein, wie beim Nebelspektrum S. 570. Abnorm ist dagegen das Verhalten der $H\varepsilon$-Linie, welche von vielen Beobachtern gar nicht beobachtet worden ist, auf einzelnen kräftigen Aufnahmen der Lick-Sternwarte dagegen erkannt werden kann, wenngleich recht schwach. Schon Miß Clerke hat zur Erklärung hierfür angenommen, daß $H\varepsilon$ durch die außerordentlich starke und breite Kalziumlinie bei λ 3969 absorbiert sei, was voraussetzt, daß oberhalb der leuchtenden Wasserstoffschicht eine kühlere Schicht von Kalziumdampf gelagert ist. Vogel nimmt an, daß ein solcher Zustand aber nur temporär vorhanden sein könne, und das scheint auch tatsächlich der Fall zu sein, insofern jedenfalls die Intensität der $H\varepsilon$-Linie variiert, vielleicht vom völligen Verschwinden bis zu nahe ihrer vollen Helligkeit. Bei der außerordentlich starken Absorptionsfähigkeit des Kalziumdampfes ist aber die Erscheinung eigentlich nicht allzu auffallend, da die geringsten Spuren des Kalziumdampfes in den H- und K-Linien zu starken spektralen Wirkungen Veranlassung geben.

Bemerkenswert ist auch der Umstand, daß $H\gamma$ und $H\delta$ von Campbell als aus drei Maximis zusammengesetzt erkannt worden sind, ähnlich wie bei den neuen Sternen.

Von den hellen Linien des Sterns Mira Ceti sind nach Stebbins die folgenden zu identifizieren gewesen.

o Ceti	normale Wellenlänge	Verschiebung	Element
λ 3751,2	3750,15	+ 0,0001	$H\varkappa$
3771,52	3770,7	+ 0,00082	$H\iota$
3798,76	3798,0	+ 0,00076	$H\theta$
3836,20	3835,6	+ 0,00060	$H\eta$
3889,91	3889,15	+ 0,00076	$H\zeta$
3906,36	3905,66	+ 0,00070	Si
3970,87	3970,18	+ 0,00069	$H\varepsilon$
4102,66	4101,89	+ 0,00077	$H\delta$
4202,91	4202,20	+ 0,00071	Fe
4308,70	4308,08	+ 0,00062	Fe
4341,33	4340,63	+ 0,00070	$H\gamma$
4376,78	4376,11	+ 0,00067	Fe
4571,82	4571,26	+ 0,00056	Mg
4862,34	4861,53	+ 0,00081	$H\beta$

In Ergänzung zu diesem Verzeichnisse ist noch zu bemerken, daß sich beiderseitig von den breiten dunklen Kalziumlinien helle Kalziumlinien befinden. Ihr Aussehen soll nicht so sein, wie es bei doppelter Umkehr zu erwarten wäre.

Aus den hellen Linien resultiert eine Bewegung von + 50^km^, während die dunklen Linien + 66^km^ ergeben hatten. Der Unterschied darf jedenfalls nicht auf einen Bewegungsunterschied zurückgeführt werden, sondern wohl nur auf Druckdifferenzen. Wenn die hellen Linien wesentlich von den über die Sternscheibe sich ausdehnenden Atmosphärenschichten herrühren, also von höheren Schichten, so ist eine geringere Verschiebung wegen des geringeren Druckes durchaus wahrscheinlich. Da augenscheinlich starke Gasdrucke bei o Ceti vorhanden sind, so wird die Translationsbewegung von 50^km^ noch zu groß sein; ein Teil der entsprechenden Verschiebung ist jedenfalls dem Druck zuzuschreiben.

Es fragt sich nun, welche mit dem Lichtwechsel zusammenhängenden Veränderungen im Spektrum von o Ceti zu erkennen gewesen sind, eine Frage von besonderer Wichtigkeit, da aus ihrer Beantwortung eventuell Schlüsse auf die Ursache der Veränderlichkeit zu ziehen sind. Daß merkliche Änderungen der Translationsgeschwindigkeit nicht zu konstatieren sind, ist bereits bemerkt; Verdunkelung durch einen umlaufenden Körper dürfte also nicht in Frage treten, und diese Hypothese ist auch schon wegen der Unregelmäßigkeit des Lichtwechsels so gut wie ausgeschlossen.

Die Lichtabnahme bei o Ceti beruht im wesentlichen auf der Helligkeitsabnahme des kontinuierlichen Spektrums, und hierbei ist von Sidgreaves und Stebbins in Übereinstimmung konstatiert worden, daß die Helligkeit des Spektralgebietes von λ 4300 bis λ 5000 schneller abnimmt als in dem blauen und violetten Gebiete von λ 4300 bis λ 4000. Stebbins bemerkt aber ausdrücklich, daß es sich hierbei vielleicht gar nicht um Änderungen des kontinuierlichen Spektrums handle, sondern um solche von hellen Bändern, die vielleicht zahlreich vorhanden sind.

Eine andere, mit Sicherheit konstatierte Änderung betrifft die dunkle Kalziumlinie bei λ 4228 (Fraunhofers g-Linie). Dieselbe ist stets sehr breit und stark, ihre Breite nimmt aber mit abnehmender Helligkeit des Sterns stark zu. Auch bei anderen dunklen Linien scheint ähnliches der Fall zu sein, hat sich aber nicht mit Sicherheit nachweisen lassen.

Um ein deutliches Bild von den charakteristischen Eigenschaften des Spek-

trums von o Ceti zu gewinnen, sind die Fig. 200 und 201 geeignet. Oben ist das Spektrum der Sonne gegeben, unten dasjenige von o Ceti, in welchem die dunklen Bänder und die hellen Wasserstofflinien, sowie die starke Kalziumabsorption bei Hε gut zu erkennen sind.

Aus den vorstehend mitgeteilten Tatsachen geht hervor, daß das Spektrum von Mira Ceti eines der interessantesten Sternspektra ist, und daß seine Erforschung mehr als bei anderen Sternen geeignet sein dürfte, in Zukunft zu wichtigen Schlüssen in bezug auf die Konstitution der veränderlichen Sterne von langer Periode zu führen. Zurzeit aber würden alle anderen Schlüsse als der ganz allgemeine, daß die den Lichtwechsel bedingenden Ursachen in der inneren Konstitution des Sterns liegen, verfrüht sein.

Fig. 201.

Fig. 200.

β Lyrae ist ein veränderlicher Stern von außerordentlich regelmäßigem Lichtwechsel, der sich in 12 Tagen 22 Stunden abspielt. In dieser Zeit erreicht seine Helligkeit zwei gleich große Maxima und zwei ungleich große Minima. Im Hauptminimum ist der Stern von der 4,5. Größe, steigt in 3 Tagen 3 Stunden zum ersten Maximum von der Größe 3,4, sinkt in 3 Tagen 6 Stunden zum Nebenminimum in der Größe 3,9 herab und steigt nun wieder zum zweiten Hauptmaximum in 3 Tagen 3 Stunden. Nachdem die Doppelsternnatur Algols durch die spektroskopische Untersuchung nachgewiesen ist, kann es keinem Zweifel unterliegen, daß der Lichtwechsel von β Lyrae ebenfalls hierdurch zu erklären ist; es besteht nur ein wesentlicher Unterschied darin, daß bei β Lyrae beide Sterne hell sind. In den Maximis sehen wir beide Sterne neben einander; in den Minimis verdeckt abwechselnd der eine den andern, und der Helligkeitsunterschied der beiden Minima kommt dadurch zustande, daß entweder die beiden Sterne verschieden groß sind oder verschiedene Leuchtkraft besitzen. Starke Linienverschiebungen im Spektrum von β Lyrae sind daher zur Zeit der Maxima zu erwarten, wenn sich beide Komponenten in der Gesichtslinie und in entgegengesetzter Richtung bewegen.

Das Spektrum von β Lyrae ist ein Doppelspektrum, bestehend aus einem kontinuierlichen Spektrum mit dunklen Linien, Klasse Ia, und darüber gelegenen hellen Linien. Von den hellen Linien fallen vor allem die Wasserstoff- und Heliumlinien auf. Wie im Spektrum der neuen Sterne befinden sich die hellen Linien auf der weniger brechbaren Seite der dunklen. Schon 1891 hat Pickering durch eine große Zahl von Spektralaufnahmen nachgewiesen, daß zwischen den Abständen der Doppellinien Schwankungen stattfinden, die mit der Periode der Veränderlichkeit im Zusammenhange stehen. Auf Grund seiner Messungen leitete alsdann Pickering in Verbindung mit der Periode des Lichtwechsels eine Bahn des hypothetischen Doppelsterns ab, deren Radius über 80 Millionen Kilometer beträgt, bei einer relativen Geschwindigkeit der Komponenten von 480^{km} in der Sekunde. Schon Vogel hat darauf hingewiesen, daß die Abstände der Doppellinien, und damit die Bahngeschwindigkeit, wegen der teilweisen Überdeckung der Linien wahrscheinlich viel zu groß gemessen sind, würde doch damit eine 140 mal größere Masse für das System resultieren als diejenige unserer Sonne.

Parallel mit den Pickeringschen Aufnahmen laufen direkte Beobachtungen Keelers mit dem großen Refraktor der Lick-Sternwarte. Die Hauptresultate Keelers sind dahin zusammenzufassen, daß die Schwankungen in der Helligkeit von β Lyrae hauptsächlich bedingt sind durch die Schwankungen der Helligkeit des kontinuierlichen Spektrums, daß ferner die hellen Linien sehr breit und verwaschen sind, so daß z. B. die Natriumlinien kaum getrennt werden können. Später hat Belopolsky umfangreiche Untersuchungen über das Spektrum von β Lyrae angestellt; vor allem konnte er die Verschiebung der hellen Hβ-Linie des Wasserstoffs gegen die künstliche desselben Elements messen und daraus Bahngeschwindigkeit und Radius der Bahn ableiten. Als erstere ergab sich 90^{km}, als letzterer 15000000^{km}. Hiernach folgt die Masse des Systems gleich der der Sonne.

Im Jahre 1894 hat Vogel ein großes Beobachtungsmaterial über das Spektrum von β Lyrae bearbeitet. Die sich wesentlich auf den violetten und ultravioletten Teil des Spektrums beziehenden Beobachtungen zeigen zwar auch deutlich eine gewisse Verbindung der Linienveränderungen mit der Periode des Lichtwechsels, aber keineswegs in der einfachen Weise, wie man dies bisher angenommen hatte. Besonders bei der Hβ-Linie waren Veränderungen zu erkennen, die, unabhängig vom Lichtwechsel, einer beträchtlich längeren Periode zu entsprechen schienen. Es trat also hier, wie schon so häufig in der Natur, die Tatsache auf, daß scheinbar sehr einfache Beziehungen bei genauerer Betrachtung und Diskussion sich als so kompliziert herausstellen, daß der ursprünglich einfache Zusammenhang fast vernichtet wird.

Im allgemeinen sind nach Vogel folgende Veränderungen typisch:

1. Zur Zeit des Hauptminimums und des darauf folgenden Maximums liegt die helle Linie neben der dunklen nach der Seite der größeren Wellenlängen verschoben. Zeitweilig, zur Zeit des ersten Maximums, ist auch an

der Seite der kleineren Wellenlängen die dunkle Linie von einer hellen, aber nur ganz schmalen Linie begrenzt.

2. Bei dem zweiten Minimum liegt die Absorptionslinie in der Mitte der hellen Linie, doch so, daß meist die nach Rot gelegene Komponente der als breite Doppellinie erscheinenden hellen Linie an Breite überwiegt. Auf der weniger brechbaren Seite der hellen Linie erscheint eine matte Absorptionslinie.

3. Bei dem zweiten Maximum liegt die Absorptionslinie entweder genau in der Mitte der hellen Linie oder so, daß die nach der brechbareren Seite gelegene Komponente etwas breiter ist. Die schon erwähnte Absorptionslinie auf der weniger brechbaren Seite der hellen Linie ist sehr deutlich und ganz charakteristisch für das Aussehen zur Zeit des zweiten Maximums.

4. Während der Übergang vom ersten Maximum zum zweiten Minimum ganz allmählich vor sich geht, ändert sich das Aussehen der Doppellinie Hζ von dem Maximum zum Hauptminimum sehr plötzlich, und zwar kurz vor Eintritt des Hauptminimums.

Dieses Schema ändert sich aber zeitweilig ganz beträchtlich, so daß Verschiebungen sogar nach der entgegengesetzten Seite zu beobachten sind.

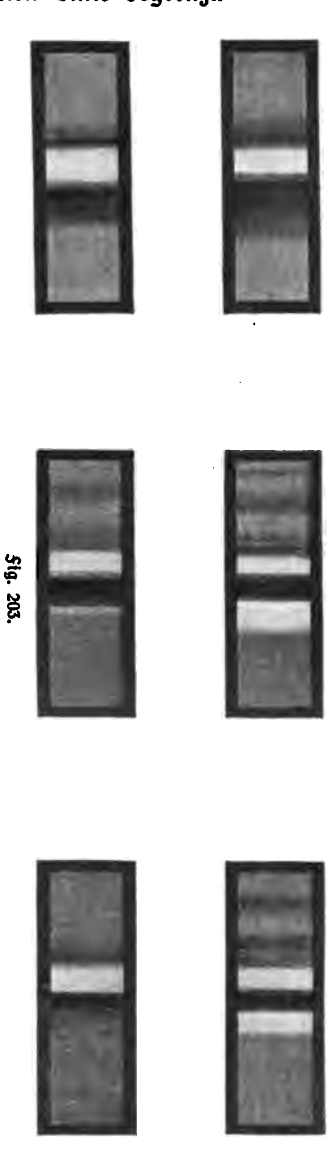


Fig. 203.

Fig. 202.

Die Fig. 202 und 203 sind Wiedergaben einer Zeichnung des Spektrums von β Lyrae und des Verhaltens der Hζ- und Hγ-Linie, sowie der Heliumlinie bei λ 4470 zu den verschiedenen Zeiten des Lichtwechsels. Die oben angegebenen charakteristischen Veränderungen sind deutlich zu erkennen.

Es folgen nun wieder Untersuchungen von Belopolsky, welche geeignet

sind, Aufklärung über das seltsame Verhalten des Spektrums von β Lyrae zu geben. Die Hauptschwierigkeit in der Messung der Linienverschiebungen wird verursacht durch die wechselnde Übereinanderlagerung der hellen und der dunklen Linien, und deshalb hat Belopolsky nunmehr Linien benutzt, welche einfach, also hiervon frei sind, und daher exakter gemessen werden können. Als geeignet erwies sich hierfür eine Magnesiumabsorptionslinie im blauen Teil. Die Verschiebungsmessungen an dieser Linie sind nun glatt durch eine einfache Bahn von zwei Körpern darstellbar, und zwar findet Belopolsky als Bahngeschwindigkeit den Betrag von 180 ^{km} bei einem Bahnradius von etwa 30000000 ^{km}. Mit diesen Daten resultiert als Masse des Systems die 27fache Sonnenmasse. Diese Werte stimmen gut überein mit den entsprechenden einer Bahnbestimmung von β Lyrae durch Myers, welche aus dem Lichtwechsel allein abgeleitet ist. Nach Belopolsky entsteht das Hauptminimum durch die Bedeckung derjenigen Komponente, welche die dunkle Magnesiumlinie enthält.

Das Wesentliche der Belopolskyschen Resultate ist in der Feststellung zu suchen, daß die neuen Messungen zu einer Doppelsternbahn ohne weitere Komplikation führen, daß demnach die Ursache der Anomalien, welche andere Linien, besonders die Wasserstofflinien zeigen, nicht in Störungen durch einen dritten Körper, sondern entweder in rein optischen Ursachen — durch teilweise Übereinanderlagerungen — oder in physikalischen Vorgängen in der Atmosphäre der Komponenten zu suchen sind. Es bedarf hier sicherlich noch genauerer Aufklärung; aber es unterliegt schon jetzt keiner Frage mehr, daß das Verhalten der hellen Linien wesentlich durch starken Druck nach der von Wilsing gegebenen Erklärung bei den neuen Sternen zu deuten ist.

Das Eigentümliche des Spektrums von α Aquilae wurde zuerst von Scheiner erkannt. Das Spektrum gehört dem Typus Ia an mit verhältnismäßig schmalen und aufgehellten Wasserstofflinien. Außer diesen und der Mg-Linie bei λ 4481 sind eine Anzahl matter und verwaschener Streifen vorhanden, die mit Liniengruppen im Sonnenspektrum zusammenfallen, so daß das Spektrum den Eindruck eines sehr stark abgeblaßten Sonnenspektrums macht. Eine Erklärung für dieses eigentümliche Verhalten läßt sich zunächst nach zweierlei Richtungen hin geben. Man kann sich vorstellen, daß infolge stärkerer Abkühlung und Verdichtung in der Konstitution des Sterns bereits einige Ähnlichkeit mit der Sonne eingetreten ist und zwar so, daß nicht allmählich einzelne, besonders hervorragende Metallinien aufgetreten sind, sondern daß die absorbierende Atmosphäre auch gleich in ihrer Zusammensetzung Ähnlichkeit mit derjenigen auf der Sonne hat. Es besteht daneben noch eine sehr mächtige Wasserstoffatmosphäre. α Aquilae würde dann ein vorzügliches Beispiel für den allmählichen Übergang der ersten Spektralklasse in die zweite bilden.

Eine zweite Erklärung würde der Annahme bedürfen, daß α Aquilae ein spektroskopischer Doppelstern ist, dessen eine, hellere Komponente ein Spektrum der Klasse Ia gibt, während die schwächere ein Spektrum der

Klasse IIa besitzt. Die Linien dieses zweiten Spektrums wären alsdann überlagert durch das kontinuierliche Spektrum der helleren Komponente, müßten also stark abgeschwächt sein, so daß wesentlich nur die größeren Liniengruppen zur Sichtbarkeit gelangten. Die bisherigen Bestimmungen der Geschwindigkeit von α Aquilae im Visionsradius haben eine etwaige periodische Änderung dieser Geschwindigkeit aber nicht gegeben.

Außer diesen beiden Erklärungsversuchen liegt noch ein dritter vor, der auf eine früher von Abney aufgestellte Hypothese zurückgreift. Vogel nimmt an, daß das Ineinanderfließen der Linien in die Liniengruppen durch eine auffallend starke Rotationsgeschwindigkeit von α Aquilae verursacht sei (nach dem Dopplerschen Prinzip), durch welche die Linien, die von den entgegengesetzten Rändern herrühren, nach entgegengesetzten Seiten verschoben werden. Um eine solche Verwaschenheit wie im Spektrum von α Aquilae hervorzurufen, müßte die Rotationsgeschwindigkeit am Äquator allerdings mindestens 27^{km} betragen, also dreizehnmal größer als bei der Sonne sein. Bei unserer gänzlichen Unkenntnis über die Rotationsverhältnisse der Fixsterne kann natürlich ein Urteil über Wahrscheinlichkeit oder Unwahrscheinlichkeit einer solchen Annahme nicht abgegeben werden; jedenfalls aber geben die bisherigen spektroskopischen Untersuchungen an Fixsternen keinen Anhalt dafür, daß derartige Rotationsgeschwindigkeiten noch bei anderen Sternen vorkommen.

ζ Puppis. Im Spektrum von ζ Puppis, welches nur die Wasserstofflinien enthält, fand Pickering eine Linienserie, welche in ihrem Verhalten die größte Ähnlichkeit mit den gewöhnlichen Wasserstofflinien zeigte und daher von ihm ebenfalls diesem Element zugeschrieben wurde. Auch im Spektrum einiger anderen Sterne (δ, ε Orionis) wurde diese Linienserie erkannt, deren Wellenlängen die folgenden sind:

$H\beta'$	λ 5414
$H\gamma'$	4542
$H\delta'$	4201
$H\varepsilon'$	4026
$H\zeta'$	3924
$H\eta'$	3861
$H\theta'$	3816
$H\iota'$	3783

Was die Zugehörigkeit dieser Serie zum Wasserstoff völlig sicherstellt, ist der Umstand, daß diese Serie genau an der gleichen Stelle ausläuft, wie die gewöhnliche; sie ist also wie jene als eine Nebenserie zu betrachten. In der Rydbergschen Formel erhält man bekanntlich (siehe Seite 145) die gewöhnliche Linienserie des Wasserstoffs, wenn $\mu = 1$ gesetzt wird; die neue Pickeringsche Serie resultiert, wenn $\mu = 0{,}5$ ist; beide Serien stehen also in einer ungemein einfachen Beziehung zu einander: die Linien der einen Serie stehen immer in der Mitte zwischen zwei Linien der anderen Serie.

Nach der Rydbergschen Formel bestehen zwischen den Haupt- und Nebenserien einfache Beziehungen, so daß, wenn zwei Nebenserien bekannt sind, die Hauptserie berechnet werden kann. Hiernach müßten die Wellenlängen der Hauptserienlinien des Wasserstoffs die folgenden sein: λ 4688, 2735, 2387, 2254 und 2188. Diese Hauptserie liegt also mit Ausnahme der ersten Linie soweit im Ultraviolett, daß ihre Beobachtung ausgeschlossen scheint; wohl aber ist von Pickering im Spektrum von ζ Puppis und einiger anderen Sterne mit hellen Linien eine alle anderen Linien an Helligkeit überragende Linie bei λ 4688 gefunden worden, die demnach zweifellos als die erste Linie der Hauptserie des Wasserstoffs anzunehmen ist.

In den im Laboratorium herstellbaren Wasserstoffspektren sind weder die Linien der zweiten Nebenserie noch die erste der Hauptserie zu beobachten; es ist wohl anzunehmen, daß sie erst bei besonders hoher Temperatur auftreten.

Siebenundzwanzigstes Kapitel.

Die photometrischen Ergebnisse bei den Fixsternen.

Die Einteilung der Helligkeiten der Fixsterne nach Größen ist auf die Beobachter zurückzuführen, die das Material für den ersten Fixsternkatalog geliefert haben, den Almagest, der von Ptolemäus für das Jahr 138 n. Chr. zusammengestellt worden ist. Die Beobachtungen selbst liegen aber viel weiter zurück, sie werden auf Hipparch (150 v. Chr.) oder gar auf Eudoxus (366 v. Chr.) zurückgeführt. Die hellsten Sterne wurden als erster Größe bezeichnet, die schwächsten, noch eben wahrnehmbaren als sechster Größe, und die übrigen wurden dazwischen verteilt mit dem Bemühen, den Helligkeitsunterschied zwischen der ersten und sechsten Größe möglichst gleichförmig zu verteilen. Das ist den alten Beobachtern allerdings nicht besonders gelungen, indem bei den helleren Sternen die Größenklasse ein größeres Helligkeitsverhältnis darstellt, als bei den schwächeren. Ohne daß sie das psychophysische Grundgesetz (siehe S. 179) kannten, haben sie es doch unbewußt zugrunde gelegt: Nicht die Helligkeitsdifferenzen zwischen den Größenklassen sind konstant, sondern die Helligkeitsverhältnisse oder die Differenz der Logarithmen der Helligkeit.

Mit Recht gibt Müller der Verwunderung Ausdruck, daß nun von der Zeit des Ptolemäus bis zur Mitte des vorigen Jahrhunderts kein besonderer Fortschritt in der Helligkeitsbestimmung der Fixsterne zu verzeichnen ist. Der Katalog des persischen Astronomen Al-Sûfi (903—986) enthält zwar etwas mehr Sterne, auch sind die Einzelschätzungen etwas genauer; im übrigen ist aber die Größenskala des Ptolemäus unverändert beibehalten. Die Größenschätzungen der beiden Herschel (W. und J. Herschel) sind zwar wesent-

lich genauer; die Angaben sind aber in einer praktisch nicht benutzbaren Form gegeben und müßten erst umgearbeitet werden.

Im Jahre 1843 veröffentlichte Argelander seine „Uranometria Nova", welche alle im mittleren Europa mit bloßem Auge sichtbaren Sterne — 3256 — enthält. Unter Beibehaltung der sechs Größenklassen sind Unterabteilungen eingeführt, die etwa $1/3$ Größenklasse darstellen sollen, dies jedoch in Wirklichkeit nicht erreichen. Auch bei Argelander sind die helleren Größenabteilungen stärker als die schwächeren. Das gleiche gilt auch für den 1872 erschienenen Atlas coelestis novus von Heis, der noch etwas schwächere Sterne enthält und im ganzen 5421 Gestirne zählt.

Da der bei weitem größte Teil der Sternwarten auf der nördlichen Halbkugel gelegen ist, so ist der südliche Himmel stets in geringerem Maße bearbeitet worden als der nördliche. In bezug auf die Größenschätzungen der helleren Sterne ist aber der umgekehrte Fall eingetreten durch die Gouldsche „Uranometria Argentina", die den südlichen Himmel umfaßt und bis 10° nördliche Deklination reicht. Sie enthält 7756 Objekte bis zur Größe 7,0, deren Helligkeiten sehr viel genauer angegeben sind, als in den bisher erwähnten Katalogen.

Die Größenschätzungen der schwächeren Sterne sind nur mit Hilfe von Fernrohren zu erhalten; sie sind hauptsächlich bei Gelegenheit von Positionsbestimmungen mehr nebenbei ausgeführt worden, doch hat man sich dabei bemüht, das bei den helleren Sternen vorhandene Helligkeitsintervall weiter fortzusetzen. Solange dies allein durch Schätzungen geschehen ist, kann natürlich von einer exakten Fortsetzung der Größenskala keine Rede sein, und es möge gleich vorweg bemerkt werden, daß bei den Größenangaben schwächerer Sterne auch heute noch keine Übereinstimmung herrscht und große Willkür obwaltet. In Deutschland wird ausschließlich die Struvesche oder die mit ihr in naher Übereinstimmung befindliche Argelandersche Skala benutzt, während in England, Frankreich und anderen Ländern noch vielfach die Herschelsche in Gebrauch ist. Nach neueren photometrischen Untersuchungen kann es keinem Zweifel unterliegen, daß die Argelandersche Skala sich sehr viel besser der Ptolemäischen anschließt, als die Herschelsche, deren Intervall bei den schwächeren Sternen viel zu klein ist. Während bei der sechsten Größe die Struve-Argelandersche und die Herschelsche Skala nahe zusammenfallen, entspricht der 20. Herschelschen Größe erst die 12. Argelandersche.

Es würde hier zu weit führen, die sämtlichen Meridiankataloge aufzuzählen, welche Größenschätzungen der Sterne enthalten, und es sollen daher nur die großen Durchmusterungsarbeiten besprochen werden, bei deren Anfertigung die Positionen nur relativ roh angegeben sind und den Größenschätzungen eine etwa gleiche Wichtigkeit gegeben worden ist.

Es ist hier in erster Linie die große Bonner Durchmusterung anzuführen, deren Plan von Argelander gefaßt und von Schönfeld und Krüger ausgeführt worden ist. Der erste Teil, die Nördliche Durchmusterung, reicht

vom Pol bis 2° südlicher Deklination und enthält nahe 315000 Sterne bis zur nominellen Größe 9,5. Die Südliche Durchmusterung, von Schönfeld allein ausgeführt, umfaßt den Himmel von — 1° bis — 23° und enthält nahe 134000 Sterne bis zur nominell 10. Größe. In den beiden Bonner Durchmusterungen sind die Größen in Zehnteln angegeben; aber wenn auch jeder Stern mindestens zweimal beobachtet ist, so sind die angegebenen Zehntel doch keineswegs als sicher zu betrachten; der wahrscheinliche Fehler dürfte etwa 0,2 Größenklassen betragen, und so darf man sich nicht wundern, wenn Fehler bis zu einer Größenklasse und mehr vorkommen. Trotz des demnach nicht allzu hohen Grades von Genauigkeit bleiben die beiden Bonner Durchmusterungen das wichtigste Fundament auf diesem Gebiete der Astronomie. Seit einigen Dezennien, seit Beginn des Aufschwungs der Astrophotographie, sind Durchmusterungen auch auf photographischem Wege ausgeführt worden, bei denen neben den Positionsbestimmungen auch Größenschätzungen angestellt worden sind. Auf den wesentlichen Unterschied der optischen und der photographischen Größenschätzungsmethoden ist in Kapitel 17 bereits aufmerksam gemacht: Bei der photographischen Methode werden die linearen Durchmesser der Sternscheibchen taxiert. Wenngleich hierbei die Genauigkeit im einzelnen nicht größer sein dürfte als bei der optischen Methode, so ist doch für Durchmusterungsarbeiten ein besonderer Vorteil dadurch gegeben, daß man im Gesichtsfeld eine Strecke anbringen kann, die dem Scheibchendurchmesser einer bestimmten Sterngröße entspricht, und die während der ganzen Dauer der Beobachtungen zur Unterstützung des Gedächtnisses zur Verfügung steht. Wir werden hierauf noch zurückkommen müssen.

Die erste photographische Durchmusterung ist die „Cape Photographic Durchmusterung“, die den südlichen Himmel von — 18° bis zum Pole umfaßt. Die Aufnahmen sind auf der Sternwarte am Kap der Guten Hoffnung erhalten worden, die Messungen und Berechnungen hat Kapteyn ausgeführt. Die Genauigkeit der Größenangaben ist eine recht beträchtliche.

Die gewaltigste und umfangreichste aller bisherigen Durchmusterungen, bei der aber die Genauigkeit der Positionen diejenige der besten Meridiankataloge übertrifft, ist die noch in Arbeit befindliche „Photographische Himmelskarte“. Dieselbe umfaßt den ganzen Himmel, und ihre Bearbeitung ist auf etwa 16 Sternwarten zonenweise verteilt. Sie soll die Positionen und Größenschätzungen aller Sterne bis zur 11. Größe geben, und die Zahl der in ihr enthaltenen Sterne wird einige Millionen erreichen. Von einer Reihe der beteiligten Sternwarten (darunter Paris, Potsdam, Helsingfors, Algier, Toulouse, Cap usw.) sind bereits ansehnliche Teile des Katalogs publiziert, doch läßt sich die Gesamtfertigstellung des großen internationalen Unternehmens noch nicht übersehen.

Die hauptsächlichste Verwendung, welche die Größenangaben der Durchmusterungen in Verbindung mit den Positionen gefunden haben, bezieht sich auf die Ermittelung der durchschnittlichen Entfernungen und der Verteilung

der Fixsterne im Raume. Diese äußerst interessanten Untersuchungen gehören aber nicht in das Gebiet der Astrophysik, dagegen wohl diejenigen spezielleren Untersuchungen, welche angestellt worden sind, um das Material der Durchmusterungen in bezug auf die Größenangaben homogener und damit für die ersteren Untersuchungen exakter und geeigneter zu machen. Ein Urteil über die Homogenität der Größenschätzungen und über ihre Genauigkeit kann durch die Vergleichung der den verschiedenen Katalogen gemeinsamen Sterne gewonnen werden. Sind die gemeinsamen Sterne sehr zahlreich, so verschwinden bei der Mittelnahme die zufälligen Abweichungen, während die konstant oder systematisch wirkenden Fehlerursachen zutage treten und bei der Bearbeitung des ganzen Materials Berücksichtigung finden können.

Als erstes Beispiel mögen hier die Resultate angeführt werden, welche bei einer Vergleichung der Größen der Südlichen Bonner Durchmusterung mit denjenigen der in dasselbe Gebiet fallenden Meridiankataloge von Bessel, Argelander, Lalande, Schjellerup und Gould (insgesamt 34 500 Sterne umfassend) von Scheiner abgeleitet worden sind.

Es zeigte sich hierbei, daß die systematischen Unterschiede zwischen den Größen der Südlichen Durchmusterung und denjenigen der Meridianzonen von Bessel, Argelander und Schjellerup an den verschiedenen Stellen des Himmels nicht dieselben sind, sondern von der Lage zur Milchstraße, oder mit anderen Worten von der Sternfülle abhängen, und zwar in der Weise, daß in den sternreichen Gegenden die Größen der Durchmusterung zu schwach oder diejenigen der Meridiankataloge zu hell geschätzt sind. Bei der Vergleichung mit Lalande treten diese Unterschiede nicht auf. Die Lalandeschen Beobachtungen aber unterscheiden sich von den anderen Meridianbeobachtungen in dem wesentlichen Punkt, daß sie bei schwacher Vergrößerung und großem Gesichtsfeld angestellt worden sind, also ähnlich wie bei der Südlichen Durchmusterung. Eine größere Sternfülle macht sich bei den starken Vergrößerungen der Meridianinstrumente hauptsächlich nur dadurch bemerkbar, daß die Beobachtungen schneller aufeinanderfolgen; bei den schwächeren Vergrößerungen aber kommt noch hinzu, daß im Gesichtsfeld die Anzahl der gleichzeitig wahrzunehmenden Sterne größer ist als sonst. Bei den beiden verschiedenen Arten von Beobachtungen ist nun die schnelle Aufeinanderfolge der Beobachtungen bei größerer Sterndichtigkeit gemeinsam, einen Unterschied bildet nur die Anzahl der gleichzeitig sichtbaren Sterne, und es läßt sich durchaus erwarten, daß der letztere Umstand den Beobachter irreführt, ihn veranlaßt, die Grenze der zu beobachtenden Sterne etwas tiefer zu legen und damit überhaupt die beobachteten Sterne etwas schwächer zu schätzen. Es war hiernach zu vermuten, daß eine entsprechende Erscheinung auch bei allen anderen Katalogen, bei deren Herstellung schwache Vergrößerungen benutzt worden sind, sich zeigen würde, und das ist auch tatsächlich der Fall.

Die Vergleichung der Cape Photographic Durchmusterung mit der Südlichen Bonner Durchmusterung und mit den Gouldschen Zonen führte nach

Kapteyn zu folgenden Schlüssen: 1. Die Variation der Sterndichtigkeit in den verschiedenen Gegenden des Himmels, wie sie aus den Zählungen auf den photographischen Platten folgt, ist sehr verschieden von derjenigen, wie sie sich aus den direkten Beobachtungen von Schönfeld und Gould ergibt. In einigen Gegenden enthält die photographische Durchmusterung dreimal soviel Sterne als die Schönfeldsche Südliche Durchmusterung auf demselben Areal, während in anderen Gegenden Schönfelds Katalog der reichere ist und hier die doppelte Zahl der Sterne des photographischen Katalogs enthalten würde, wenn nicht die sternärmsten Aufnahmen mit etwas größeren Expositionszeiten wiederholt worden wären. Ein analoges Resultat ergibt sich durch die Vergleichung mit Goulds Katalog.

2. Entsprechend diesem Unterschied in der Zahl der Sterne findet man, daß gleiche Durchmesser der Sternscheibchen (also gleiche photographische Helligkeit) von Sternen sehr ungleicher Helligkeit in den verschiedenen Gegenden des Himmels hervorgebracht worden sind.

3. Die Differenz zwischen direkter und photographischer Helligkeit ist zum Teil entstanden infolge meteorologischer Zustände und Verschiedenheiten in der Empfindlichkeit der photographischen Platten; aber hauptsächlich hängt sie ab von der Stellung der Sterne relativ zur Milchstraße, und zwar beträgt die Variation für jeden Grad der galaktischen Breite ungefähr 0,01 Größenklassen.

Dieselbe Erscheinung konnte Scheiner bei der Vergleichung der Sterngrößen der Potsdamer Photographischen Himmelskarte mit der Nördlichen Bonner Durchmusterung nachweisen. Es ergab sich, daß das Dichtigkeitsverhältnis der Sterne auf den Potsdamer Aufnahmen zu denen der Bonner Durchmusterung nach der Milchstraße zu um das 3,6fache wächst. Auch die Größenschätzungen entsprechen dieser Erscheinung, indem die Helligkeitsdifferenz zwischen Himmelskarte und Nördlicher Durchmusterung in den sternreichsten und den sternärmsten Gegenden zwischen 0,6 und 0,5 Größenklassen beträgt, in dem Sinne, daß in den reichsten Gegenden die Helligkeiten der Nördlichen Durchmusterung um diesen Betrag schwächer geschätzt sind, als in den ärmsten Gegenden.

Kapteyn nimmt nun an, daß diese Differenzen zwischen optischen und photographischen Größen im wesentlichen reell und nur darauf zurückzuführen seien, daß auch bei gleicher Spektralklasse die Sterne in der Milchstraße im allgemeinen blauer seien als außerhalb derselben. Der Kapteynsche Ausdruck, daß ein Stern blauer sei als ein anderer, besagt, daß bei dem einen Stern das Verhältnis der Intensität des blauen (und violetten) Teiles des Spektrums zum weniger brechbaren größer ist, als bei dem anderen. Soll dies nicht mit einer Änderung des Spektraltypus zusammenhängen, also nicht auf dem verschiedenen Auftreten von Linien beruhen, so bleiben nur zwei Erklärungsarten übrig. Es könnte erstens bei den Sternen im Blau und Violett eine allgemeine Absorption vorhanden sein, die bei den der Milchstraße näher gelegenen Sternen geringer wäre als bei den entfernteren.

Über eine derartige allgemeine Absorption ist bei den Sternen, besonders bei den bei weitem zahlreichsten Sternen des ersten Spektraltypus, nichts bekannt. Zweitens könnte infolge von Temperaturverschiedenheiten tatsächlich die Emission die angegebene Eigentümlichkeit zeigen; es würde das aber eigentlich mit der schon bekannten Tatsache zusammenfallen, daß in der Milchstraße der I. Typus überhaupt vorherrschender ist als in den sternärmeren Gegenden.

Es kann heute keinem Zweifel mehr unterliegen, daß das „Kapteynsche Phänomen" im wesentlichen auf die schon erwähnten physiologischen Einflüsse bei den Größenschätzungen der optischen Durchmusterungen zurückzuführen ist. Es ist nur natürlich, daß in einer sternreichen Gegend, wo der Beobachter durch die große Zahl der Sterne im Gesichtsfeld förmlich irritiert wird, die schwächeren Sterne ausgelassen werden, und es ist eigentlich noch plausibler, daß in armen Gegenden, wo die Beobachtungen sehr langsam aufeinanderfolgen, schwächere Objekte mit beobachtet werden.

In den reichen Gegenden fehlt nur sehr selten ein Stern der Bonner Durchmusterung auf der photographischen Himmelskarte, dort ist die Grenze 9,5 tatsächlich ziemlich exakt innegehalten; in den sternärmsten Gegenden fehlen dagegen sehr viele Durchmusterungssterne auf den Platten, und in zahlreichen Fällen hat die nachherige Prüfung ergeben, daß bei der Nördlichen Durchmusterung Sterne bis nahe zur elften Größe in die Grenzgröße 9,5 mit aufgenommen worden sind. Man darf übrigens den Einfluß, den selbst geringe Veränderungen der Größenschätzungen auf die Zahl der beobachteten Sterne ausüben, nicht unterschätzen. So würde z. B. der von Scheiner gefundene Betrag von 0,3 Größenklassen, um welchen die Sterne in den reichen Gegenden der Durchmusterung zu schwach geschätzt sind, gegenüber den armen Gegenden in der Anzahl der Sterne nahe die Hälfte ausmachen, also außerordentlich deutlich in die Erscheinung treten.

Bevor wir nun dazu übergehen, über diejenigen Helligkeitsverzeichnisse der Sterne zu sprechen, die auf wirklichen photographischen Messungen beruhen und nicht auf bloßen Taxierungen, ist es erforderlich über gewisse generelle Unterschiede ins klare zu kommen, die zwischen optisch und zwischen photographisch erhaltenen Taxierungen oder Messungen bestehen.

Die Größenskala, welche bei den optischen Bestimmungen zugrunde liegt und an die alten Ptolemäischen Bezeichnungen angeschlossen ist, ist so formuliert, daß einem Intervall von einer Größenklasse ein Helligkeitsverhältnis von 2,5 entspricht, d. h. das Sternlicht jeder folgenden Größenklasse ist $2\frac{1}{2}$ mal schwächer als das der vorhergehenden. Will man dasselbe in Intensitätslogarithmen ausdrücken, so besteht zwischen den Helligkeitslogarithmen zweier um eine Größenklasse verschiedener Sterne eine Differenz von 0,4 ($\lg 2{,}5 = 0{,}398$, siehe auch Kapitel 17).

Bei der Verwendung photographischer Helligkeitsbestimmungen hat man sich natürlich zu bemühen, durch Verwendung optisch bereits festgelegter Sterne das gleiche mittlere Intervall herzustellen und an mindestens einer

Stelle die beiden Skalen genau zusammenzubringen. Diese Forderung ist streng nur dann zu erfüllen, wenn man sich auf die weißen Sterne, also die Sterne der I. Spektralklasse beschränkt, bei denen der blaue und violette Teil des Spektrums, der für die Photographie maßgebend ist, nicht mehr durch Absorptionen beeinflußt ist als die weniger brechbaren, für das Auge wirksamsten Teile des Spektrums.

Bei den Sternen der II. Spektralklasse sind alle Teile des Spektrums durch Absorption geschwächt, so daß auch für das Auge ein solcher Stern schwächer ist, als er unter übrigens gleichen Umständen — gleiche Entfernung und gleiche wahre Größe — erscheinen würde, wenn er der ersten Klasse angehörte. Die Abnahme der Helligkeit ist aber im Blau und Violett beträchtlich stärker als im Rot und Gelb (wegen Absorption und geringerer Temperatur), und deshalb ist die photographische Intensität beträchtlich stärker abgeschwächt als die optische. Bei der III. Spektralklasse ist dies in noch bedeutend vermehrter Weise der Fall; bei diesen Sternen hört ja die Strahlung gleich jenseit G fast gänzlich auf.

Der Unterschied zwischen optischer und photographischer Helligkeit ist nun bei den Sternen der zweiten und dritten Spektralklasse ein sehr bedeutender; er beträgt nach Scheiner für die zweite Spektralklasse etwa 1,5 bis 2,0 Größenklassen, für die dritte Klasse mindestens 2,5 Größenklassen in dem Sinne, daß die photographische Helligkeit die geringere ist. Um also photographisch gemessene Sternhelligkeiten mit optischen in Verbindung zu bringen, ist die genaue Kenntnis des Spektraltypus erforderlich; bei den schwächeren Sternen ist letzterer aber überhaupt nicht zu bestimmen, und deshalb lassen sich im allgemeinen beide Größenskalen nicht aufeinander reduzieren, und man wird daher jede für sich getrennt behandeln müssen.

Die Unterschiede zwischen optischen und photographischen Größen gehen nun vor allem in diejenigen Untersuchungen ein, in denen eine Beziehung zwischen der Helligkeit und der Entfernung oder Parallaxe der Sterne vorhanden ist. Das ist aber der Fall bei den bereits angedeuteten Untersuchungen über die Konstitution unseres Fixsternsystems auf Grund der Verteilung und Helligkeiten der Sterne, wie sie bei den Durchmusterungen sich ergeben haben, und es ist, wie es scheint, bisher auf diesen Punkt zu wenig Rücksicht genommen worden. Auch bei optischen Größenbestimmungen ist die Lichtmenge, welche ein Stern der zweiten oder gar dritten Spektralklasse aussendet, bei gleicher Masse des Sterns eine beträchtlich geringere, als diejenige eines Sterns der ersten Klasse. Die bisher gefundenen Beziehungen zwischen Größe und Parallaxe sind daher inhomogen, und da etwa $^1/_3$ aller Sterne zur zweiten oder dritten Klasse gehören, so sind für dieses Drittel zu kleine Parallaxenwerte gefolgert worden. Dieses Mißverhältnis wird für die Sterne, deren Größen nach der photographischen Skala angegeben sind, beträchtlich gesteigert, indem für das erwähnte Drittel der Sterne die Intensitäten um das Vier- bis Fünffache kleiner erhalten werden als bei optischer Größenbestimmung.

Um die Unbequemlichkeiten und Übelstände einer mit der optischen nicht identischen photographischen Helligkeitsskala zu umgehen, hat man die Benutzung der sogenannten orthochromatischen Platten vorgeschlagen. Es ist bei der Besprechung der photographischen Objektive darauf hingewiesen worden, daß bei den absolut achromatischen Reflektoren sowie bei den mehrlinsigen Objektiven, bei denen nahe alle Strahlen vereinigt sind, diese Platten mit Vorteil benutzt werden können; bei den für die photographischen Strahlen geschliffenen Fernrohrobjektiven ist dagegen ihre Verwendung ausgeschlossen, indem hierbei die sehr starken roten und gelben chromatischen Abweichungskreise zur Abbildung gelangen. Aber auch ganz abgesehen hiervon, würde für die Photometrie kein besonderer Gewinn aus ihrer Verwendung resultieren, da die Platten durchaus nicht „orthochromatisch" sind. Es ist bisher kein Sensibilisator gefunden worden, der die Empfindlichkeit der Platten derjenigen unseres Auges einigermaßen gleichbrächte. Es wird immer nur für eine abgegrenzte Strecke des Spektrums eine mehr oder weniger hohe Empfindlichkeit erzielt, und außerdem bleibt das Empfindlichkeitsmaximum, im Gegensatz zum Auge, im blauen und violetten Teile des Spektrums.

In der künstlerischen Photographie wird eine weitere Annäherung an die Empfindlichkeit des Auges durch Einschalten einer Gelbscheibe erreicht, durch welche ein Teil der blauen und violetten Strahlen zurückgehalten wird; damit ist aber ein ganz beträchtlicher Verlust der gesamten Lichtstärke verbunden, und eine Anwendung dieses Prinzips auf den Himmel wäre nur bei speziellen Aufgaben an hellen Sternen möglich. Selbst hiermit würde nur wenig gewonnen sein, indem auch dann die beiden Skalen nicht identisch, sondern nur einander genähert würden; die Differenzen würden kleiner, aber sie fielen nicht fort.

Wir gehen nun zu einer kurzen Besprechung derjenigen Sternkataloge über, die nur zum Zwecke der Helligkeitsbestimmungen angefertigt worden sind auf Grund wirklicher photometrischer Messungen.

Der erste dieser Kataloge ist derjenige von Seidel, mit Hilfe des Steinheilschen Prismenphotometers (siehe S. 204) in den Jahren 1852—1860 erhalten, mit 208 helleren Sternen.

Etwas später folgt der Zöllnersche Katalog, mit Hilfe des nach ihm benannten Photometers beobachtet und etwa 200 Sterne umfassend, aber mehr zur Erprobung des Photometers als zur Herstellung eines Katalogs ausgeführt.

Der Katalog von Peirce enthält 495 Sterne, deren Größen mit dem Zöllnerschen Photometer bestimmt sind, und die alle zwischen $+40^{\circ}$ bis $+50^{\circ}$ Deklination liegen; der Zweck des Katalogs sollte darin bestehen, stets Anhaltsterne in den verschiedenen Zenitdistanzen behufs anderer photometrischer Messungen zur Verfügung zu haben.

Th. Wolff hat etwas später zwei Helligkeitskataloge von zusammen

1100 Sternen herausgegeben, die bis zur 6. Größe reichen, aber mit starken systematischen Fehlern behaftet zu sein scheinen.

Die Zeit der umfangreichen Helligkeitskataloge beginnt gegen Ende des 19. Jahrhunderts. Der erste derselben ist von Pickering (Harvard Photometry) und enthält die Größen von 4260 Sternen zwischen Nordpol und 30° südlicher Deklination; er geht bis zur 6. Größe und stellenweise darüber hinaus. Die Beobachtungen sind mit Hilfe des Meridianphotometers ausgeführt; doch ist die Genauigkeit der Messungen nicht sehr hoch.

Einen weit umfangreicheren Katalog hat dann Pickering unter dem Namen „Photometric Revision of the Durchmusterung" publiziert, der 17000 Sterne bis zur Größe 9,0 enthält, die in bestimmten schmalen Streifen über das Gebiet der beiden Bonner Durchmusterungen verteilt sind. Eine entsprechende Fortsetzung für den südlichen Himmel, nahe 8000 Sterne umfassend, ist vor etwa 10 Jahren ebenfalls von Pickering geliefert worden.

Die Uranometria nova Oxoniensis von Pritchard (Beobachtungen von Plummer und Jenkins) enthält 2784 hellere Sterne zwischen Nordpol und 10° südlicher Deklination. Die Beobachtungen sind mit einem Keilphotometer erhalten, und ihre Genauigkeit ist nicht beträchtlich.

Das umfangreichste und genaueste Helligkeitsverzeichnis, welches als Grundlage für alle späteren zu betrachten sein wird, ist erst ganz kürzlich erschienen; es ist die Potsdamer Photometrische Durchmusterung von Müller und Kempf, welche alle Sterne der nördlichen Halbkugel bis zur Größe 7,5 enthält; ihre Zahl beträgt 14200. Die Genauigkeit der mit dem Zöllnerschen Photometer erhaltenen Beobachtungen ist die größte bis jetzt in so umfangreichen Unternehmungen erreichte; der wahrscheinliche Fehler einer im Katalog angegebenen Größe wird $\pm$ 0,04 Größenklassen betragen. Den Hauptwert dieser Durchmusterung macht die nahe vollständige Vermeidung von systematischen Fehlern aus, was dadurch erreicht worden ist, daß zunächst ein System von 144 über den nördlichen Himmel verteilten Fundamentalsternen, die durch zahlreiche Beobachtungen an einander angeschlossen waren, als Grundlage für die Messung der übrigen Sterne benutzt wurde.

Wie wir gesehen haben, ist nach dem völligen Stillstand in der Kenntnis der Sternhelligkeiten, der bis zur Mitte des vorigen Jahrhunderts gewährt hat, ein zunehmender Aufschwung auf diesem Gebiet der Photometrie eingetreten; es muß auch erwähnt werden, daß außer den hier aufgeführten großen Katalogen bereits zahlreiche Spezialhelligkeitskataloge einzelner Teile des Himmels, besonders von auffälligen Sterngruppen, wie den Plejaden, existieren, deren Genauigkeit zum Teil eine höhere als die bei den großen Unternehmen erreichte ist.

Die veränderlichen Sterne. Das Hauptgebiet der photometrischen Messungen bezieht sich auf die veränderlichen Sterne, d. h. diejenigen Sterne, deren Helligkeit merklichen Schwankungen unterworfen ist. Mit ganz ver-

einzelten Ausnahmen sind die Messungen nach der S. 226 beschriebenen Argelanderschen Stufenschätzungsmethode ausgeführt worden, deren Vorzüge neben großer Genauigkeit in der Einfachheit und Schnelligkeit bestehen, während der Hauptnachteil in vielen Fällen auf der Unmöglichkeit beruht, sich von subjektiven Einflüssen, Voreingenommenheit usw. freizumachen.

Die Zahl der bis jetzt sicher bekannten Veränderlichen betrug bis 1902 über 600; die Zahl der noch zweifelhaften ist auch recht beträchtlich. Seit wenigen Jahren sind aber durch die Anwendung der Photographie in speziellen Himmelsgegenden, insbesondere in den Sternhaufen, über 2000 Veränderliche hinzugekommen, von denen allerdings sehr viele zweifelhaft erscheinen müssen; bei den übrigen, sicher erkannten befinden wir uns aber in bezug auf die Art des Lichtwechsels vollkommen im unklaren, so daß diese Neuentdeckungen nur einen zweifelhaften Gewinn darstellen. Wie groß die Zahl aller Veränderlichen bis zu einer gewissen Größenklasse herab ist, läßt sich zurzeit noch nicht annähernd übersehen, da ihre Entdeckung meist durch den Zufall herbeigeführt wird und die gewiß sehr zahlreichen Sterne, deren Lichtschwankung innerhalb einer halben Größenklasse liegt, mit Sicherheit wohl nur in den seltensten Fällen erkannt werden können.

Um den Überblick über das ganze Gebiet der Veränderlichen nicht zu verlieren, ist es notwendig, sie nach gewissen Gesichtspunkten zu klassifizieren, die mit der Ursache des Lichtwechsels im Zusammenhange stehen; es soll dabei mit möglichster Einfachheit verfahren werden, im Anschlusse an eine von Pickering vorgeschlagene Einteilung.

Klasse I. Die neuen Sterne, charakterisiert durch fast plötzliches Aufleuchten von vorhergehender Unsichtbarkeit oder geringer Helligkeit und langsames, meist unregelmäßiges Herabsinken bis zum Verschwinden oder zu sehr geringer Helligkeit. Ob man es hierbei mit einer periodischen oder nur einmaligen Erscheinung zu tun hat, ist nicht festgestellt; jedenfalls ist die Periodendauer sehr lang.

(Unter Verweisung auf die im vorigen Kapitel gegebene Darstellung erscheint ein Eingehen auf die neuen Sterne an dieser Stelle überflüssig.)

Klasse II. Die meist rot gefärbten Veränderlichen von längerer, niemals ganz regelmäßiger Periode.

IIa. Längere Periode; die Helligkeitszunahme erfolgt meistens schneller als die Abnahme; die wechselnde Periodendauer läßt sich durch mehrgliedrige Interpolationsformeln einigermaßen darstellen; die Lichtschwankungen sind meist sehr beträchtlich.

IIb. Ganz unregelmäßiger, meist geringer Lichtwechsel.

Klasse III. Die Veränderlichen von ganz kurzem bis zu mehrere Tage in Anspruch nehmendem, äußerst regelmäßig verlaufendem Lichtwechsel. Die Schwankungen in der Periodendauer sind nur gering und langsam verlaufend. Die Farbe der Sterne ist meist weiß bis gelblich (I. bis II. Spektraltypus).

IIIa. Die Helligkeitsunterschiede sind gering, wahrscheinlich 0,8 Größenklassen nicht übersteigend. Es wechseln die helleren Hauptmaxima mit schwächeren Nebenmaximis ab, wobei aber letztere bis zur Unmerklichkeit gering sein können (Lyratypus).

IIIb. Das Helligkeitsmaximum umfaßt den größeren Teil der Periode bei gleichförmiger Helligkeit; die mit großer Regelmäßigkeit eintretenden Minima verlaufen verhältnismäßig schnell.

Es ist nur selbstverständlich, daß wie bei allen möglichst einfachen Einteilungen auch hier häufig Objekte vorkommen, deren Klasse unsicher bleibt oder die Übergänge zwischen einzelnen Klassen darstellen.

Die Verteilung der Veränderlichen innerhalb der obigen Klassen ist sehr ungleichförmig; die bei weitem größte Zahl gehört der Klasse IIa an. Von 310 Veränderlichen, deren Perioden soweit bekannt sind, daß eine Klassifizierung vorgenommen werden kann, gehören 232 zur Klasse IIa, 33 zur Klasse IIb, 32 zur Klasse IIIa und 13 zur Klasse IIIb. Hierbei ist aber zu bemerken, daß die Unterscheidung zwischen den kurzperiodischen von Klasse IIa und den Sternen der Klasse IIIa sehr unsicher ist, so daß starke Verschiebungen hierzwischen stattfinden können.

Periodenlänge	Anzahl
bis 20 Tage	7
21— 50 "	7
51—100 "	7
101—150 "	9
151—200 "	18
201—250 "	30
251—300 "	39
301—350 "	45
351—400 "	43
401—450 "	18
451—500 "	6
>500 "	3

Es liegt eine ganze Reihe von Versuchen vor, die verschiedenen charakteristischen Eigentümlichkeiten der Veränderlichen statistisch mit dem Ort am Himmel, Lage zur Milchstraße usw. in Zusammenhang zu bringen. Irgendwie sichere Resultate sind aber bisher nicht erlangt, und es ist das bei der geringen Zahl der Veränderlichen auch nicht zu erwarten. Das einzige, was sich feststellen läßt, ist der Zusammenhang zwischen der Periodendauer der Sterne der Klasse IIa der Veränderlichen und ihrer Anzahl. Einen genäherten Überblick hierüber gibt die nebenstehende Tabelle.

Wenn wir von allen Einzelheiten absehen, so ist ein ausgesprochenes Maximum bei der Periodenlänge 350 Tage, also ungefähr 1 Jahr, vorhanden; der Anstieg zu diesem Maximum geht langsamer von statten als der Abstieg, der sehr plötzlich erfolgt. Dieses Verhalten ist um so bemerkenswerter, als gerade eine Periodendauer von einem Jahre sehr ungünstig in bezug auf die Entdeckung eines Veränderlichen ist, besonders für dem Äquator nahe Sterne, bei denen die Zeit, in der sie beobachtet werden können, nur klein ist. An der Realität dieser Erscheinung kann daher kein Zweifel bestehen.

Wenn wir uns im folgenden nun etwas näher mit den Veränderlichen der verschiedenen Klassen beschäftigen wollen, so sind vorher einige Worte über die Benennung der Veränderlichen notwendig. Die helleren Veränderlichen, die bereits vor der Entdeckung ihrer Veränderlichkeit einen Namen oder eine Bezeichnung besaßen, haben auch nachher diese Bezeichnung behalten, z. B. β Persei oder Algol, α Orionis oder Beteigeuze, o Ceti, der als

erster erkannter Veränderlicher den Zunamen der Wunderbare „Mira Ceti" erhielt, usw. Später hat man die Veränderlichen in einheitlicher Weise bezeichnet und zwar durch die großen lateinischen Buchstaben von R an für jedes Sternbild — um Verwechselungen mit den Bayerschen Bezeichnungen zu vermeiden, die nur bis Q reichen, beginnt die Bezeichnung erst mit R —. So ist z. B. der zuerst entdeckte Veränderliche im Sternbild des Drachen als R Draconis bezeichnet. Reicht in einem Sternbild das Alphabet nicht aus, sind also mehr als neun Veränderliche in demselben bekannt, so werden die weiteren durch Zusatz eines zweiten Buchstabens benannt, z. B. RS Librae; reicht auch dies nicht, so wird S als erster Buchstabe gesetzt, so daß der zwanzigste Veränderliche im Schwan mit SS Cygni bezeichnet wird.

Es liegt in der Natur der Sache, daß ein Verzeichnis von Veränderlichen durch die fortgesetzten Neuentdeckungen, besonders aber auch durch die immer weiter vervollkommnete Kenntnis der einzelnen Sternindividuen, sehr bald veraltet. Eine Aufzählung der früheren Kataloge veränderlicher Sterne hätte daher nur noch historisches Interesse. Der neueste Katalog ist der dritte Katalog veränderlicher Sterne von Chandler, der 400 Objekte enthält und im Jahre 1896 publiziert ist. Ein Supplement zu demselben, 100 Sterne umfassend und von einer Kommission der Astronomischen Gesellschaft herausgegeben, ist Ende 1901 erschienen. Die Astronomische Gesellschaft beabsichtigt, einen vollständigen, mit Literaturangaben usw. versehenen Katalog herauszugeben, der etwa 1910 erscheinen dürfte.

Klasse IIa und IIb. Ein typischer Stern dieser Abteilung ist Mira Ceti, der zugleich der erste bekannte Veränderliche ist; er wurde von Fabricius 1596 entdeckt. Seine mittlere Periodenlänge beträgt 332 Tage, doch sind die Abweichungen hiervon recht beträchtlich. Eine von Argelander abgeleitete komplizierte Interpolationsformel stellt den Lichtwechsel schon seit längerer Zeit nicht mehr dar. Die Schwankungen in der Helligkeit sind noch unregelmäßiger als diejenigen in der Periodendauer; denn die Maxima schwanken zwischen den Größen 1,7 und 5,0, die Minima zwischen 8,0 und 9,5. Die Zunahme des Lichts vom Minimum bis zum Maximum erfolgt fast doppelt so schnell als die Abnahme. In betreff der Untersuchungen über das Spektrum dieses Sterns ist auf S. 672 zu verweisen.

Ganz extreme Verhältnisse zeigt der Stern BD. 30^{0},591, dessen Periode noch unbekannt ist, da er viele Jahre im Maximum verweilt; der Lichtwechsel selbst umfaßt $7^{2}/_{3}$ Jahre, von denen 6 Jahre auf die Abnahme und $1^{2}/_{3}$ Jahr auf die Lichtzunahme entfallen; die Helligkeitsdifferenz zwischen Maximum und Minimum beträgt nur 0,6 Größenklasse. Eine der kürzesten Perioden mit 86 Tagen besitzt U Geminorum, dessen Lichtzunahme in 20 Tagen erfolgt, während die Abnahme 66 Tage erfordert; dabei variiert die Helligkeit von der 9. bis zur 13. Größe.

Helligkeitsschwankungen von 5 bis 6 Größenklassen kommen bei diesen Veränderlichen sehr häufig vor; aber auch wesentlich stärkere sind schon beobachtet. So beträgt der Unterschied z. B. bei R Ursae Maj. 7,2 Größen-

klassen mit einer Periode von 302 Tagen; bei χ Cygni, der eine Periode von 406 Tagen hat, erreicht sie sogar 9,5 Größenklassen, d. h. die Helligkeit dieses Sterns variiert um das 4000-fache ihres Betrages.

Bei der Klasse IIb sind, wie schon bemerkt, die Helligkeitsschwankungen meist ziemlich gering und verlaufen vollkommen unregelmäßig; gerade in dieser Abteilung befinden sich daher vielfach Objekte, deren Veränderlichkeit überhaupt fraglich ist. Mehrere helle, der III. Spektralklasse angehörende Sterne sind zu IIb zu rechnen, so z. B. α Orionis, α Cassiopejae und α Herculis.

Wenn man nach einer Erklärung des Lichtwechsels der II. Klasse der Veränderlichen sucht, so sprechen alle Anzeichen dafür, daß dieselbe nur in inneren Veränderungen beruhen kann. Das Unregelmäßige der Erscheinung in bezug auf Periodendauer und Umfang der Lichtänderungen läßt sich auf rein mechanische Ursachen gar nicht oder nur sehr gezwungen zurückführen, und der Umstand, daß diese Veränderlichen wohl sämtlich vorgeschritteneren Stadien der Entwickelung, der II. bis III. Spektralklasse, angehören, deutet darauf hin, daß der vorgeschrittene Zustand unmittelbar die wesentliche Bedingung für das Zustandekommen des Lichtwechsels ist. Da nun das Spektrum der vorgeschritteneren Spektralklassen mit dem Spektrum der Sonnenflecken gewisse Ähnlichkeit besitzt, so liegt es nahe, als spezielle Ursache des Lichtwechsels Veränderungen im Stande der Flecken auf den Veränderlichen anzunehmen. Um eine Vorstellung von der Wirkung der Fleckenbildungen auf die Gesamthelligkeit eines Sterns zu gewinnen, brauchen wir nur die Fleckenerscheinungen auf der Sonne zu betrachten, unter der Voraussetzung, daß wir genügend feine photometrische Messungen anstellen könnten, um die auf unserer Sonne durch die Flecken hervorgerufenen Helligkeitsveränderungen wahrzunehmen. Zunächst würde man zeitweilig einen 27tägigen Lichtwechsel erkennen, nämlich dann, wenn wesentlich nur auf einer Halbkugel der Sonne Flecken vorhanden sind; diese Lichtschwankung wäre durch die Rotation der Sonne bedingt, würde aber sowohl an Intensität als auch an Periodendauer stark variieren wegen des Verschwindens und Auftauchens von Flecken. Häufig würde diese Periode ganz verschwinden, nämlich dann, wenn die Flecken einigermaßen gleichmäßig verteilt oder wenn überhaupt keine vorhanden wären. Außer dieser kurzen Periode würde eine 11jährige erkannt werden, ebenfalls mit bedeutenden Schwankungen der Dauer und Intensität, verursacht durch die 11jährige Sonnenfleckenperiode. Zur Zeit des Helligkeitsmaximums würde die 27tägige Periode viel weniger hervortreten als zur Zeit des Minimums.

Wir sehen, daß der Lichtwechsel der Sonne ein derartiger wäre, daß wir letztere unbedingt zur Klasse IIa der Veränderlichen rechnen würden. Umgekehrt wird man also den Schluß ziehen dürfen, daß die Veränderungen des Lichtes bei den Veränderlichen der Klasse II durch mehr oder weniger regelmäßige periodische Fleckenbildungen, eventuell noch kompliziert durch Rotation, zu erklären sind, und bei manchen kurz periodischen Veränderlichen

zunächst durch Rotation und dann kompliziert durch Veränderungen im Fleckenstande.

Weshalb gerade die Periodendauer von ungefähr einem Jahre vorherrscht, läßt sich natürlich nicht angeben; vielleicht existiert ein allgemeines Gesetz, wonach bei fortschreitender Abkühlung eines Sterns gleichzeitig mit der Zunahme der Intensität der Fleckenerscheinung eine Abnahme der Periodendauer verbunden ist, doch wird bei derartigen Betrachtungen bereits der Boden wissenschaftlicher Grundlagen verlassen.

Wenn die Störungen der periodischen Vorgänge ein gewisses Maß überschreiten, läßt sich die zugrunde liegende Periode überhaupt nicht mehr erkennen; dann muß der Lichtwechsel ganz unregelmäßig verlaufen wie bei der Klasse IIb der Veränderlichen.

Eine gewisse, aber wohl nur scheinbare Schwierigkeit bildet bei der Fleckenhypothese die häufig sehr starke Helligkeitsdifferenz. Legen wir auch hier die Verhältnisse der Sonne zugrunde, so würde eine Bedeckung der ganzen Sonnenoberfläche durch Fleckenkerne eine etwa 50fache Lichtabschwächung zustande bringen können, ungefähr vier Größenklassen entsprechend; das dürfte aber auch ungefähr den durchschnittlichen Lichtunterschied der Veränderlichen der Klasse IIa darstellen. Zur Erklärung des mehrfach vorkommenden 10- bis 20fachen dieses Unterschiedes würden also Flecken, deren Konstitution mit denjenigen unserer Sonne übereinstimmte, nicht ausreichen. Es steht aber durchaus nichts im Wege, anzunehmen, daß bei sehr viel größerer Intensität der Fleckenerscheinung auch die Absorption innerhalb der Flecken eine sehr viel beträchtlichere wird; eigentlich ist das schon durch die spektroskopische Beobachtung der Sterne des III. Spektraltypus überhaupt bewiesen, und die erwähnte Schwierigkeit dürfte daher nur eine scheinbare sein.

Im Hinblick auf die große Wahrscheinlichkeit, welche der Fleckenhypothese zukommt, möge von anderen Hypothesen nur eine kurz besprochen werden.

Die Zöllner-Gyldénsche Theorie betrachtet die Hauptperioden der Veränderlichkeit als verursacht durch die Rotation des Gestirns. Nach Zöllner soll die Abkühlung bei den veränderlichen Sternen nicht gleichförmig auf der ganzen Oberfläche erfolgt sein, sondern es sollen Anhäufungen von Schlacken auf bestimmten Stellen eingetreten sein. — Nach dem jetzigen Stande der Astrophysik ist die Zöllnersche Schlackentheorie als erledigt zu betrachten; aber man könnte ja an Stelle der Schlacken sich fleckenartige Gebilde vorstellen. — Um die Unsymmetrie in der Ab- und Zunahme der Helligkeit zu erklären, muß eine besondere Figuration der Schlackenfelder vorausgesetzt werden, und Periodenänderungen werden durch Bewegungen der Schlackengebiete erklärt. Gyldén hat die Erklärung dadurch zu erleichtern geglaubt, daß er annimmt, daß die Rotationsachse der Sterne allgemein nicht mit der Hauptträgheitsachse, also der kleinsten Achse des Ellipsoids, zusammenfällt; durch die Drehung der letzteren um die erstere würden sich dann

Veränderungen der Periode ableiten lassen. Wie man sieht, fußt diese Hypothese auf bisher gänzlich unbekannten Voraussetzungen.

Klasse IIIa und IIIb. Die Sterne dieser Klasse zeichnen sich bei meist kurzer Periode durch eine außerordentliche Regelmäßigkeit des Lichtwechsels aus, so daß a priori die Annahme einer mechanischen Ursache gegeben ist. Als solche kommen in Frage Rotation eines einzelnen Sterns und gegenseitige Verdeckung der Komponenten eines engen Doppelsterns. Nachdem für die beiden Hauptvertreter der Abteilungen IIIa und IIIb, β Lyrae und β Persei, auf spektrographischem Wege die letztere der beiden Möglichkeiten bewiesen ist, wird man für alle diese Veränderlichen die Duplizität annehmen müssen, insbesondere nachdem sich durch den außerordentlich hohen Prozentsatz der rein spektroskopischen Doppelsterne die Duplizität fast als das Normale, die Einfachheit, wie bei unserer Sonne, als das weniger Wahrscheinliche ergeben hat (siehe S. 632). Es ist nicht unmöglich, daß sich unter den Veränderlichen der Abteilung IIIa auch Sterne befinden, deren Veränderlichkeit durch ihre Rotation verursacht ist in Verbindung mit einer unsymmetrischen Verteilung von Fleckenanhäufungen. In diesem Falle müßten sich aber bei längerer Verfolgung solche Unregelmäßigkeiten endlich einstellen, daß der Veränderliche in die Klasse IIa zurückzuversetzen wäre; dabei müßte auch eine entschieden rötliche Farbe vorhanden sein.

Ohne Rücksicht auf andere Hypothesen nehmen wir daher hier als feststehend an, daß der Lichtwechsel der Veränderlichen der Klasse III nur durch die Umlaufsbewegung eines Doppelsternpaares verursacht wird, und daß sich die Unterabteilungen a und b nur dadurch von einander unterscheiden, daß es sich im Falle a um zwei merklich helle Komponenten, im Falle b um eine helle und eine relativ dunkle Komponente handelt.

Klasse IIIa. Wenn sich zwei Komponenten eines engen Doppelsterns, die an Helligkeit nicht sehr verschieden sind, um einander bewegen, so verdecken sie sich für einen in der Bahnebene gelegenen Beobachter gegenseitig, wenn sie sich in Konjunktion oder Opposition befinden; in den Quadraturen sind beide zusammen sichtbar. Die Quadraturen geben also stets zwei gleiche Maxima der Helligkeit; sind beide Körper gleich groß und von gleicher Flächenhelligkeit, so sind auch die Minima einander gleich. Der allgemeine Fall ist aber der, daß die beiden Komponenten nicht gleich groß oder von gleicher Flächenhelligkeit sind; dann müssen sich auch die Oppositionen von den Konjunktionen durch ihre Helligkeit unterscheiden, d. h. die gleichen Maximalhelligkeiten sind durch je zwei ungleiche Minimalhelligkeiten von einander getrennt. Dieser Fall liegt vor bei β Lyrae. Sind die Bahnen nicht kreisförmig, sondern elliptisch, und trifft nicht zufällig die große Achse der Ellipse mit dem Visionsradius zusammen, so wird die entstehende Lichtkurve nicht symmetrisch; alle diese Fälle sind bereits bei den bisher bekannten Veränderlichen vom β Lyratypus vertreten.

In dem speziellen Falle, daß bei gleicher Flächenhelligkeit die beiden Komponenten gleich groß sind und die Erde sich in der Bahnebene befindet,

ist in den Quadraturen die leuchtende Fläche doppelt so groß als bei der Bedeckung, die Maxima sind also doppelt so hell, oder um 0,8 Größenklassen heller als die Minima.

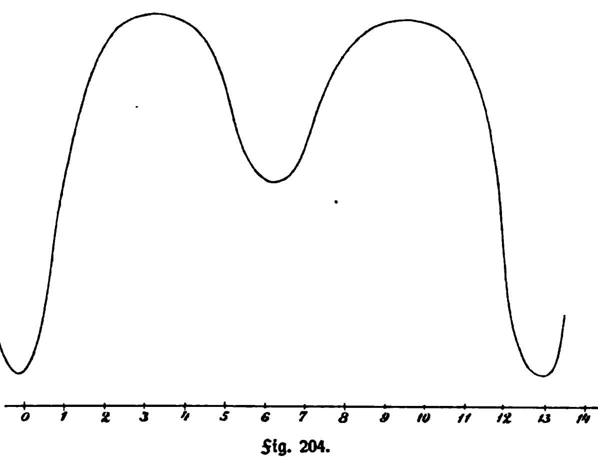


Fig. 204.

Wir wollen hier über einige der zur Klasse III a gehörigen Veränderlichen nähere Angaben machen (nach Müller).

β Lyrae. Über den Verlauf des Lichtwechsels ist bereits Seite 673 näheres angegeben, eine klare Vorstellung desselben gibt Fig. 204. Die Periode und ihre Veränderungen im Laufe der Zeit sind nach Schur durch die folgende Formel darstellbar, in welcher E die Zahl der Perioden seit dem Hauptminimum, welches für das Jahr 1855 angenommen ist, bedeutet:

$$1855 \text{ Jan. } 6,\ 15^h\ 28^m{,}0 \text{ (Mittlere Zeit Bonn)} + 12^d\ 21^h\ 47^m\ 23^s{,}72\ E + 0^s{,}315938\ E^2 - 0^s{,}00001211\ E^3.$$

η Aquilae. Die Periode ist ebenfalls langsam veränderlich, aber die Lichtkurve ist nicht symmetrisch (elliptische Bahn). Nach dem Minimum (Größe 4,7) steigt die Helligkeit in $2^d\ 6^h$ zum Hauptmaximum (Größe 3,5) an; das Nebenminimum in der Größe 4,1 wird aber schon in $1^d\ 15^h$ erreicht; das zweite Maximum von 3,8 wird alsdann in 13^h erreicht, und von da zum Hauptminimum werden $2^d\ 18^h$ erfordert (Fig. 205).

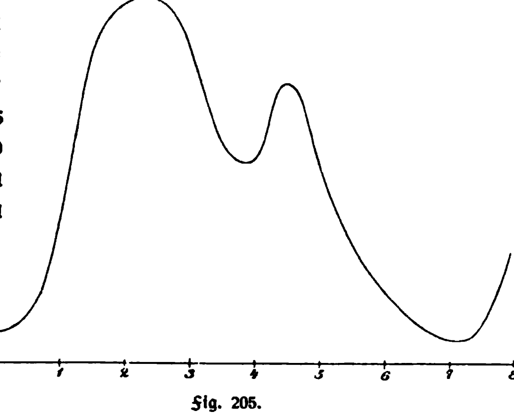


Fig. 205.

δ Cephei. Bei diesem Stern, dessen Gesamtperiode $5^d\ 8^h\ 47^m\ 40^s$ beträgt, umfaßt der Gesamtlichtwechsel 1,2 Größenklassen. Das Nebenmaximum und -minimum ist nur durch eine Verlangsamung der Lichtabnahme an dieser Stelle gekennzeichnet, wie Fig. 206 lehrt.

Klasse III b. Über die Lichtänderungen des Hauptvertreters dieser Abteilung, Algol, ist bereits Seite 625 Näheres angegeben, besonders auch die Bahn-

elemente, welche aus dem Lichtwechsel in Verbindung mit den spektrographischen Resultaten abgeleitet sind. Algol ist derjenige Veränderliche, für den, da er am meisten beobachtet worden ist, auch die Veränderungen seiner Periode am besten bekannt sind.

1762 oder etwas später betrug die Periodenlänge $2^d\ 20^h\ 48^m\ 58^s{,}0$; mit kleinen Schwankungen wuchs sie bis 1830 auf $2^d\ 20^h\ 48^m\ 59^s{,}2$; 1858 betrug die Sekundenzahl der Periode $52^s{,}8$, 1877 $51^s{,}1$, hat sich dann lange konstant gehalten, um jetzt wieder etwas zuzunehmen. Die größte bis jetzt beobachtete Schwankung beträgt also 8^s oder $^1/_{31000}$ der ganzen Periode. Die Veränderungen (und das gilt im allgemeinen für alle Veränderliche der Klasse III) sind also äußerst gering und durchaus aufzufassen als Störungen der Bahnelemente, wie sie durch einen oder mehrere kleinere Körper, die zu dem Doppelsternsystem gehören, verursacht werden können.

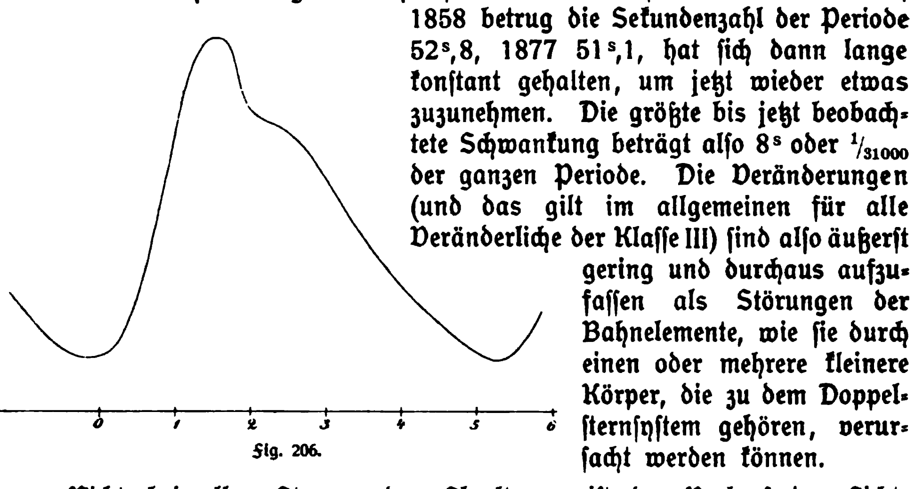


Fig. 206.

Nicht bei allen Sternen des Algoltypus ist der Verlauf des Lichtwechsels so einfach wie bei Algol; so besitzen Y Cygni und Z Herculis eine doppelte Periode, indem das Zeitintervall zwischen den aufeinanderfolgenden Minimis in regelmäßiger Folge verschieden ist. So betragen nach Dunér bei Y Cygni die beiden Perioden $1^d\ 10^h\ 11^m\ 10^s$ und $1^d\ 13^h\ 43^m\ 43^s$; bei Z Herculis $1^d\ 22^h\ 49^m$ und $2^d\ 0^h\ 59^m$; auch unterscheiden sich die aufeinanderfolgenden Minima um geringe Beträge der Helligkeit, letzteres auch noch bei U Cephei, ohne daß bei diesem Stern indessen ein Periodenunterschied festzustellen wäre. Die Erklärung der beiden verschieden langen Perioden ist sehr einfach. Y Cygni besteht aus zwei Sternen von gleicher Größe und gleicher Helligkeit, die sich um einander in einer elliptischen Bahn bewegen, in deren Ebene sich die Sonne befindet, deren Absidenlinie aber mit dem Visionsradius einen merklichen Winkel bildet. Bei Z Herculis sind die beiden Komponenten zwar gleich groß; aber die eine ist doppelt so hell als die andere; die Sonne liegt ebenfalls in der Bahnebene; die Exzentrizität beträgt 0,25, und die Absidenlinie bildet einen Winkel von 4^0 mit dem Visionsradius.

Die oben angegebene Unterscheidung zwischen III a und III b durch die Annahme, daß bei ersterer Abteilung die beiden Sterne hell seien, bei der zweiten aber einer dunkel, ist also hier nicht innegehalten, und man wird besser tun, den Unterschied, wenn man ihn überhaupt aufrecht erhalten will, darauf zu werfen, daß bei den Algolsternen der eigentliche Lichtwechsel nur einen

Bruchteil der ganzen Periode ausmacht, während bei den Lyrasternen eigentlich kein Ruhepunkt existiert.

Im folgenden geben wir ein Verzeichnis der bis jetzt bekannten Algolsterne.

Name	AR.		Dekl.		Min.	Max.	Periode			
S Antliae	9h	28m	— 28°	11′	6,7	7,3	0d	7h	46m	,8
U Ophiuchi	17	11	+ 1	19	6,0	6,7	0	20	7	7
R Can. Maj.	7	15	— 16	12	5,9	6,7	1	3	15	8
δ Librae	14	56	— 8	7	5,0	6,2	2	7	51	4
RS Sagittarii	18	11	— 34	9	6,4	7,5	2	9	58	4
U Cephei	0	53	+ 81	20	7,1	9,2	2	11	49	6
β Persei	3	2	+ 40	34	2,3	3,5	2	20	48	9
Y Cygni	20	48	+ 34	17	7,1	7,9	2	23	54	7
U Coronae	15	14	+ 32	1	7,5	8,9	3	10	51	2
λ Tauri	3	55	+ 12	13	3,4	4,2	3	22	52	2
Z Herculis	17	54	+ 15	9	7,1	8,0	3	23	49	5
R Arae	16	31	— 56	48	6,9	8,0	4	10	12	7
W Delphini	20	33	+ 17	56	9,5	12,0	4	19	21	2
S Velorum	9	29	— 44	46	7,8	9,3	5	22	24	4
δ Cancri	8	38	+ 19	24	8,2	9,8	9	11	37	8

Achtundzwanzigstes Kapitel.

Die photographischen Ergebnisse bei den Fixsternen.

Die außerordentlichen Erfolge, welche die Anwendung der Photographie auf die Fixstern-Astronomie zu verzeichnen gehabt hat, beruhen, sofern es sich um Aufnahmen mit größeren Refraktoren handelt, auf zwei Ursachen: Die vermehrte Exaktheit der Messungen und ein außerordentlicher Gewinn an Zeit bei den nächtlichen Beobachtungen. Um beides gleichzeitig klarzustellen, möge als Beispiel die Aufgabe gewählt werden, die relativen Positionen von 100 Sternen eines Sternhaufens zu 6 benachbarten Anhaltsternen mit einer Genauigkeit zu ermitteln, daß der wahrscheinliche Fehler der relativen Positionen den Betrag von 0″,15 nicht überschreitet, und zwar sowohl optisch als auch photographisch; in beiden Fällen mögen Instrumente von gleicher Mächtigkeit, z. B. von 3,4 Meter Brennweite, wie die für die photographische Himmelskarte benutzten Refraktoren, zur Verfügung stehen. Dann wird für die optische Messung etwa folgendes maßgebend sein: Um die geforderte Genauigkeit zu erhalten, muß mit Hilfe des Fadenmikrometers jeder Stern des Sternhaufens an je 2 Anhaltsterne mindestens je 4 mal angeschlossen werden, wenn jeder Anschluß auf je 4 Einstellungen beruht. An einem 5 stündigen Beobachtungsabend sind also etwa 60 Anschlüsse ausführbar (in beiden Koordinaten); notwendig sind aber 800 Anschlüsse,

die demnach 14 volle Abende zu 5 Stunden oder 70 Stunden nächtliche Arbeit erfordern. Dieselbe Genauigkeit wird erreicht, wenn zwei Aufnahmen einmal mit je 2 Einstellungen ausgemessen werden. Da es sich bei diesem Vergleiche nur um helle Sterne handeln kann, die in dem optischen Fernrohr noch gut sichtbar sind, so erfordert jede Aufnahme höchstens eine Stunde; gegenüber den 70 Stunden sind also nur 2 Stunden nächtliche Arbeit erforderlich. Aber auch die am Tage vorzunehmende Ausmessung der beiden Aufnahmen geht wesentlich schneller vor sich; denn zur Ausmessung sind für jede Aufnahme nur etwa 6 Stunden erforderlich, und die Gesamtzeit beträgt nur 12 Stunden. Die Reduktionsarbeit ist in beiden Fällen etwa dieselbe.

Als weiterer Vorteil der photographischen Messungen kommt hinzu, daß man bei gleichen Dimensionen der Fernrohre noch Sterne messen kann, deren Helligkeit um 1 bis 2 Größenklassen geringer ist, als optisch erreicht werden kann.

Es müssen hier diese kurzen Andeutungen genügen; denn die durch photographische Ausmessung erlangten Resultate bewegen sich auf rein astronomischem Gebiete. Anders aber steht es mit den auf photographischem Wege gewonnenen Anschauungen über die Konstitution der Milchstraße und der Sternhaufen; sie sind von allgemeinerer Bedeutung und stehen in Verbindung mit astrophysikalischen Ergebnissen; ihnen möge das letzte Kapitel dieses Buches gewidmet sein.

Das Studium der Sternhaufen und der Milchstraße auf photographischem Wege läßt sich je nach der Eigenart der Objekte nur mit sehr verschiedenen instrumentellen Hilfsmitteln ausführen. Handelt es sich um kleine, sehr dicht gedrängte Sternhaufen, deren Auflösbarkeit schon schwierig ist, so kann ein Erfolg nur mit Fernrohren von großer Brennweite erzielt werden. Die Distanz der einzelnen Objekte muß in der Fokalebene größer als der Durchmesser der Sternscheibchen werden, um eine Trennung zu ermöglichen. Ist die Bedingung der großen Brennweite erfüllt, so ist es an und für sich gleichgültig, ob das Instrument ein Refraktor oder ein Reflektor ist, doch ist ein guter Reflektor einem guten Refraktor stets vorzuziehen, wegen der vollkommenen Achromasie des ersteren. Sind die Sternhaufen für unsere Mittel nicht auflösbar, so verhalten sie sich in gewissen Beziehungen wie die Nebelflecken, und die Instrumente müssen also vor allen Dingen für Flächenabbildung möglichst lichtstark sein, d. h. bei möglichst großer Öffnung relativ kleine Brennweite besitzen. Bei kleinen Objekten dieser Art ist zur Erkennung der Einzelheiten eine möglichst große Abbildung, also trotz ihrer relativen Kleinheit möglichst große Brennweite in bezug auf die Objektivöffnung erforderlich, und das ist nur zu erreichen bei großen Spiegelteleskopen. Behufs Abbildung der Milchstraße liegen die Verhältnisse ganz eigenartig. Sie ist sehr leicht auflösbar, und deshalb zeigen Aufnahmen in großen Instrumenten nur eine gedrängte Sternfülle in dem bei solchen Instrumenten stets relativ kleinen Gesichtsfeld. Die Konfiguration der Milchstraße ist dabei kaum oder

jedenfalls viel schwieriger zu erkennen, als etwa mit bloßem Auge. Verwendet man aber sehr lichtstarke Instrumente, kurze Brennweit bei großer Öffnung und großem Gesichtsfeld, von kleinen Dimensionen, so daß bei der Auflösung der Milchstraße der Durchmesser der Sternscheibchen groß im Verhältnis zu ihrem Abstand erscheint, so wird in den dichten Stellen durch das Zusammenfließen der Scheibchen gegenüber den leereren Stellen eine außerordentlich verstärkte Kontrastwirkung erzeugt, die nun die Konfigurationen in aller wünschenswerten Klarheit und Deutlichkeit zeigt, außerordentlich viel besser als das auf irgend einem anderen Wege erzielt werden kann. Bei der Betrachtung dieser, auch ästhetisch hervorragenden Leistungen der Photographie darf man aber nie vergessen, daß die Photographie in bezug auf Kontraste auch nicht annähernd der Wirklichkeit entspricht — ähnlich wie bei den Nebelflecken —, sondern bei allerdings richtiger Darstellung der Formen, was ja das Wichtigste ist, stark übertriebene Darstellungen liefert.

Die Milchstraße. Tafel XXIII zeigt nach einer Aufnahme von Barnard einen Teil der Milchstraße, dessen Mittelpunkt bei $18^h\,10^m\,-20^\circ$ liegt. Der horizontale Durchmesser des Bildes entspricht ungefähr 12° am Himmel. Es handelt sich hier um einen Teil der Milchstraße, der gänzlich frei von Nebel ist und außerordentlich starke Kontraste in bezug auf die Sterndichtigkeit enthält. Der Hauptteil des Bildes umfaßt eine große leere Stelle, die von dichter Milchstraße umgeben ist, in sich aber eine ganze Reihe von Dichtigkeitsanhäufungen oder Sternhaufen enthält, die in den verschiedensten Formen auftreten. In dem kleinen, etwa 15′ großen Sternhaufen im oberen Teile des Bildes sind die Sterne so dicht gedrängt, daß sie vollständig ineinandergeflossen sind. Die mittlere große Wolke ist noch auflösbar und zeigt eine bemerkenswerte Struktur; sie enthält zwei fast ganz sternfreie, ovale Stellen, die augenscheinlich mit sternarmen Kanälen in Verbindung stehen, und die zwei oberen dieser Kanäle zeichnen sich dadurch aus, daß der eine Rand dicht mit Sternen besetzt ist, genau so, als ob die Sterne, durch deren Fehlen der Kanal entsteht, seitlich ausgewichen wären. Leere Kanäle und perlschnurartige Aneinanderreihungen hellerer Sterne bilden eine sehr häufige Erscheinung in dichten Gegenden der Milchstraße; sie erstrecken sich häufig bis über 10 oder 12 Sterne und bilden die verschiedensten Kurven. Derartige Gebilde aber haben im allgemeinen zweifellos keine reelle Grundlage. Sie entstehen stets bei durch Zufall verteilten Scheibchen, deren Durchmesser nicht wesentlich kleiner als die mittleren Distanzen sind. So kann man sie sehr gut auf Steinplatten zu Beginn eines Regens beobachten. Auch der Atlas der Bonner Durchmusterung zeigt in den dichtesten Partien diese Kettenbildung. Sobald man Aufnahmen von der Milchstraße in größeren Refraktoren macht, verschwindet die Erscheinung vollständig, weil dann die Scheibchen im Verhältnis zu den Distanzen klein werden und damit das physiologische Bedürfnis zur Aneinanderreihung aufhört. Die Wahrscheinlichkeit für die Realität von Sternketten in der Milchstraße wächst, wenn nicht beliebige Figuren vorhanden sind, sondern

ganz bestimmt ausgeprägte, z. B. geradlinige, die noch außerdem mit anderen leeren Stellen einen Zusammenhang zeigen. Hierher gehört das oben angegebene Beispiel, und es fällt hierbei allerdings schwer, sich dem Eindruck einer reellen Grundlage der Erscheinung zu entziehen, und doch möchten wir dies tun. Man muß eben bedenken, daß eine Gruppierung, die für sich betrachtet ohne allen Zweifel als durch inneren Zusammenhang gegeben erscheint, bei der ganz enorm hohen Zahl der vorhandenen Möglichkeiten noch durchaus unter das Gesetz des Zufalls fallen kann.

Was in dieser Beziehung möglich ist, das lehrt eine kleine Gruppe von sechs schwachen Sternen, welche sich auf Tafel XXIII in der Nähe des zwischen dem großen mittleren und dem oberen sehr dichten Sternhaufen gelegenen kleinen und unregelmäßig gestalteten Sternhaufens befinden (5^{mm} nach links unten von der Mitte des letzteren). Diese sechs Sterne bilden ein scheinbar vollkommen regelmäßiges Fünfeck mit einem Zentralstern. Hier kann es sich nur um ein Spiel des Zufalls handeln. (Das Objekt ist leider auf der diesem Buche beigegebenen Tafel XXIII nicht zu erkennen, da wegen des benutzten Rasterverfahrens die Sternchen deformiert sind. Auf der entsprechenden Tafel in dem Atlas zur Photographie der Gestirne von Scheiner ist diese kleine Konfiguration dagegen deutlich sichtbar; diese Tafel ist durch Heliogravüre hergestellt.)

Es vermag wohl kaum eine andere Art von Darstellung einen so deutlichen Begriff von der gewaltigen Sternfülle des Weltalls zu geben, wie diese Aufnahmen der Milchstraße.

Tafel XXIV. Die hier dargestellte Gegend der Milchstraße befindet sich nahe derjenigen auf Tafel XXIII, nämlich in $18^h 30^m - 7^0$, ebenfalls von Barnard aufgenommen mit einer sechszölligen Porträtlinse, Aufnahmezeit $3^h 25^m$. Es ist dies die kontrastreichste Stelle der ganzen Milchstraße, wo stellenweise der Übergang von der größten Dichtigkeit bis zu ganz leerem Grunde innerhalb weniger Bogenminuten erfolgt. Etwas links von der Mitte befindet sich der bekannte Sternhaufen Messier 14, der aber hier nicht aufgelöst ist. Charakteristisch ist diese Gegend durch die Vermischung der Milchstraße mit wirklichem Nebel, wie dies besonders in den rechts gelegenen leeren Stellen zu erkennen ist und in der Anhäufung heller Sterne oben links.

Vergleicht man diese Milchstraßenaufnahmen mit den entsprechenden Karten der Bonner südlichen Durchmusterung, welche die Sterne bis zur zehnten Größe enthält, so hält es schwer, die auf den Aufnahmen so klar zutage tretende Konfiguration auf dieser Karte wiederzuerkennen; es liegt dies wesentlich an der bereits erwähnten Kontrastfälschung der photographischen Aufnahmen, zum guten Teile aber auch daran, daß die Dichtigkeitszunahme der Sterne nach der Milchstraße hin sich hauptsächlich bei den schwächeren Sternen abspielt, die auf den hier reproduzierten Aufnahmen etwa bis zur zwölften Größe reichen. Es ist das ein sehr wichtiges Ergebnis, welches lehrt, daß Betrachtungen über die Konstitution unseres

Fixsternsystems, die sich nur auf die helleren Sterne beziehen, die wahren Verhältnisse nicht genügend darstellen.

An sehr vielen Stellen der Milchstraße sind die Sternanhäufungen mit eigentlichem Nebel verbunden, so z. B. im Schwan. Eine der interessantesten Stellen dieser Art befindet sich im Sternbilde des Fuhrmanns, von der Tafel XXV eine Darstellung nach einer Aufnahme von Wolf gibt. Bei der Häufigkeit der Erscheinung ist es ganz ausgeschlossen, daß es sich hierbei um ein zufälliges Zusammentreffen von Nebel und Sternhaufen handelt; es muß hier unbedingt ein ursächlicher Zusammenhang bestehen, von dem wir allerdings noch nichts Näheres wissen.

Während man bis dahin im allgemeinen die Milchstraße als einen unregelmäßigen, sich stellenweise teilenden Gürtel größerer Sterndichtigkeit aufgefaßt hat, dessen Aussehen sich vollständig mit der von Herschel angenommenen linsenförmigen Gestalt unseres Fixsternsystems deckt, sind die Ergebnisse der Photographie hiermit nicht mehr ohne weiteres in Einklang zu bringen. Das unmittelbare Nebeneinander von sehr dichten und sehr leeren Stellen steht in völligem Widerspruch zu der Ansicht, daß die Sterndichtigkeit nur abhängig sei von der Strecke, durch welche wir hindurch sehen, daß also die Ausdehnung des Milchstraßenringes in der Ebene der Milchstraße eine beträchtlich größere sei als in der darauf senkrechten Richtung. Wäre dies der Fall, dann könnten auffallend leere Stellen inmitten größter Dichtigkeit nur durch sternleere Räume von röhrenartiger Form, deren Achsen außerdem noch auf uns zu, also auf das Zentrum der Milchstraße gerichtet sein müßten, erklärt werden, und das erscheint bei der Häufigkeit des Vorkommens solcher Stellen äußerst unwahrscheinlich. Im besonderen Maße dürfte die Unwahrscheinlichkeit hervortreten, wenn die leeren Stellen sich als langgezogene Kanäle darstellen, wie auf Tafel XXVI in einer von Barnard aufgenommenen Gegend des Milchstraße. Wohl ließe sich annehmen, daß die Milchstraße im allgemeinen, oder wenigstens an den Stellen, wo die leeren Öffnungen vorhanden sind, kaum größere Tiefenausdehnung besitzt, als etwa ihrer Breite entspricht, daß sie also mehr einem wirklichen Gürtel ähnelt als etwa den Saturnringen; aber wir finden kein Objekt am Himmel, welches einer solchen Gestalt entspräche; denn die Ringnebel, die äußerlich hiermit übereinstimmen, sind ja wirkliche Nebel und keine Sternhaufen. Da müssen wir denn an die auf Seite 616 angegebenen Folgerungen aus dem Spektrum des Andromedanebels anknüpfen, daß unser Fixsternsystem als ein Spiralnebel aufzufassen ist, ähnlich dem Andromedanebel, bestehend aus einem zentralen Sternhaufen, an den sich nahe in einer Ebene verlaufende, spiralig gewundene Äste, ebenfalls aus Sternen bestehend, anschließen. Dem zentralen Sternhaufen würde etwa das System der helleren Sterne entsprechen, in dessen ungefährer Mitte wir uns befinden. Damit befinden wir uns gleichzeitig in der Ebene der Spiralen, können dieselben also nicht als solche direkt wahrnehmen, sondern nur als einen unregelmäßigen Gürtel. Die Teilungen der Milchstraße entsprechen Ab-

weichungen der Spiralen aus der Hauptebene, an den leeren Stellen sehen wir zwischen den einzelnen Streifen der Äste hindurch; die hellsten und am leichtesten auflösbaren Stellen der Milchstraße sind die uns am nächsten gelegenen Ausgangsstellen der Spiralen, und die mehr oder weniger großen Sternhaufen in der Milchstraße entsprechen den bei fast allen Spiralnebeln sichtbaren Knoten und helleren Stellen.

Ein Bild des Andromedanebels liefert Tafel XXVII nach einer Aufnahme von Ritchey mit dem großen Reflektor der Yerkes-Sternwarte. Von dem hellen, etwas elliptisch geformten zentralen Sternhaufen gehen mindestens fünf Spiralen ab, die sich vielfach teilen und eine äußerst komplizierte und feine Struktur besitzen; wir sehen schräg gegen die Ebene der Spiralen, wodurch ihre Trennung und Verfolgung etwas erschwert wird. Die beiden dicht dabei befindlichen hellen Sternhaufen haben mit dem Andromedasystem selbst nichts zu tun, sind aber ebenfalls nicht auflösbar.

Nach der von uns aufgestellten und vertretenen Ansicht ist das Andromedasystem ein Sternsystem für sich, von der gleichen Ordnung wie unser gesamtes Fixsternsystem; die innerhalb und außerhalb des Andromedasystems befindlichen zahlreichen Sterne gehören also noch zu unserem System, und betrachten wir letzteres als Weltall im engeren Sinne, so sehen wir im Andromedanebel ein anderes isoliertes All vor uns. Es ist ein weiter Schritt von dem schwachen verwaschenen Fleckchen, als welches der Andromedanebel dem bloßen Auge erscheint, zu den aus den photographischen Aufnahmen gewonnenen Ergebnissen und Anschauungen.

Die Klasse der Spiralnebel, also der fernen Fixsternsysteme, ist zahlreich am Himmel vertreten, und bei manchen Exemplaren ist die Erkenntnis der spiraligen Struktur wie beim Andromedanebel erst durch die Hilfe der Photographie gewonnen worden.

Ein besonders interessantes Objekt ist der bekannte Spiralnebel in den Jagdhunden, auf Tafel XXVIII ebenfalls nach einer Aufnahme von Ritchey reproduziert. Dieses Objekt ist beträchtlich kleiner als der Andromedanebel; es ist hier im doppelten Maßstabe wie jener dargestellt.

Vom Kern gehen nur zwei Spiralen aus; dieselben sind aber sehr kräftig und lassen sich über eine volle Umdrehung weit verfolgen und teilen sich mehrfach. Die charakteristische Knotenbildung ist mit Deutlichkeit zu erkennen. Bemerkenswert ist die starke Verdichtung, die sich am Ende der einen Spirale befindet.

Eine etwas abweichende Form besitzt der Spiralnebel im Pegasus, der in Fig. 207 nach einer Aufnahme Keelers auf der Lick-Sternwarte dargestellt ist. Die zentrale Verdichtung ist nur wenig hervortretend; von ihr aus entspringen an zwei entgegengesetzten Stellen zwei Spiralen, so daß der Nebel im ganzen die Form eines S besitzt. Zur Vergleichung sind unterhalb die Zeichnungen dieses Nebels von den bekanntesten Nebelforschern, die zum Teil mit sehr mächtigen Fernrohren beobachtet haben, wiedergegeben (Tempel, J. Herschel, d'Arrest, Lord Rosse) Fig. 208. Man kann aus dieser

Vergleichung in sehr lehrreicher Weise die Vorzüge der Photographie erkennen; die drei erstgenannten Beobachter haben überhaupt die spiralige Struktur des Nebels nicht erkannt; Lord Rosse hat dies mit dem mächtigsten aller Fernrohre allerdings getan, doch entspricht seine Zeichnung nicht entfernt der wahren Figur.



Fig. 207.

Wie alle interessanten Erscheinungen hat auch die spiralige Struktur der Nebel die Astronomen zu vielfachen Bemühungen veranlaßt, die Ursache der Spiralbildung zu ermitteln; daß diese auf verhältnismäßig einfachen, mechanischen Vorgängen beruhen muß, geht aus der Gesetzmäßigkeit der Erscheinung hervor. Von den vielen Erklärungsversuchen möge hier nur ein einziger hervorgehoben werden, der sich durch seine Einfachheit auszeichnet und auf bereits bekannten Vorgängen basiert. Derselbe rührt von Wilczynski her. Aus den Untersuchungen Schiaparellis und Bredichins (S. 551) ist es bekannt, daß ein ursprünglich sphärisch geformter, aus kleinen Teilchen bestehender Himmelskörper (Komet) bei der Annäherung an die Sonne deformiert werden kann, so daß sich bei wiederholten Annäherungen die ganze Materie innerhalb der Bahn verteilen

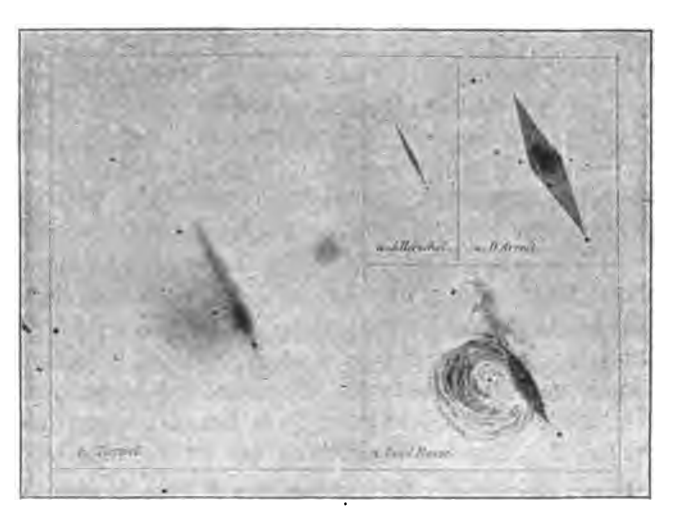


Fig. 208.

kann. Diese Auflösung tritt dann ein, wenn die gegenseitige Anziehung der Körperchen sehr gering ist im Verhältnis zur anziehenden Kraft der Sonne. Der Einfachheit halber möge nun angenommen werden, daß sich um eine größere Zentralmasse zwei Körper A und B (Fig. 209) in kreisförmigen Bahnen nach dem Keplerschen Gesetze bewegen. Als Ausgangspunkt der Betrachtung werde derjenige Moment genommen, in welchem sich A und B auf demselben Radius befinden. Nach dem dritten Keplerschen Gesetze wird nun A seinen Umlauf schneller vollenden als B, so daß, wenn B in seine ursprüngliche Position zurückgekehrt ist, A in A′ sein wird, statt in A. Nach zwei Revolutionen von B wird A in A″ sein usw. Augenscheinlich wird also die ursprünglich gerade Linie AB allmählich in die immer deutlicher ausgesprochene spiralige Linie $BA^{(n)}$ nach der n^{ten} Revolution übergehen. Es wird dies aber nur geschehen, wenn die Zentralmasse genügend groß ist, um die Bewegung der kleinen Körperchen nach dem Keplerschen Gesetze zu regeln. Denken wir uns nun einen rotierenden Sternhaufen mit merklicher Zentralmasse, von welchem in einem gewissen Anfangszustande in den äußeren Teilen Arme in nahe radialer Richtung ausgehen, so müssen nach einer Reihe von Rotationen diese Arme allmählich die Spiralform annehmen.

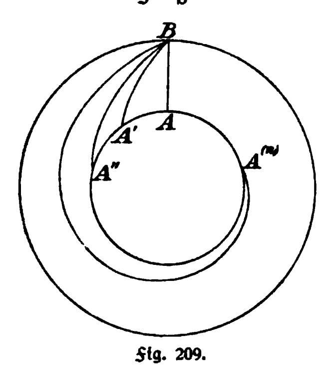


Fig. 209.

Ebenfalls von großer Bedeutung ist die Anwendung der Photographie auf diejenigen, meist kugelförmigen Sternhaufen gewesen, die zwar gut auflösbar sind, in denen aber die Sterne so dicht zusammenstehen, daß eine Orientierung bei optischer Betrachtung nicht mehr möglich, ein exaktes Bild der Konstellation also nicht herzustellen ist. Auf Aufnahmen, die mit größeren Fernrohren erhalten wurden, erscheinen die Sternscheibchen aber im wesentlichen voneinander getrennt, und unter dem Mikroskop ist sogar die Ausmessung der einzelnen Sterne ausführbar.

Das bekannteste Objekt dieser Art ist der Sternhaufen im Herkules, der auf Tafel XXIX nach einer Aufnahme von Ritchey reproduziert ist. Die erste Ausmessung dieses Sternhaufens, zugleich als erste dieser Art, ist von Scheiner nach Aufnahmen mit dem photographischen Refraktor der Potsdamer Sternwarte ausgeführt worden, wobei 833 Objekte gemessen werden konnten. Fig. 210 ist eine Zeichnung nach den Messungsresultaten; sie gibt ein getreues Bild von der Anordnung der Sterne, obgleich in dem mittleren Teile manche ausgelassen sind, um ein Ineinanderfließen der Scheibchen zu vermeiden. Bei späteren Aufnahmen und Ausmessungen dieses Sternhaufens sind noch merklich mehr Sterne berücksichtigt worden.

Das schönste und sternreichste Objekt dieser Art ist unstreitig der Sternhaufen Ω Centauri, der nach einer Aufnahme am Kap der Guten Hoffnung auf Tafel XXX wiedergegeben ist. In diesem Sternhaufen muß sich die

Zahl der Sterne auf mehrere Tausend belaufen; es hat sich aber bisher noch kein Astronom gefunden, der sich der gewaltigen Arbeit seiner Ausmessung unterzogen hätte.

In welchen Entfernungen man diese Sternhaufen zu suchen hat, ist noch gänzlich unbekannt; aber wenn man nicht annehmen will, daß die

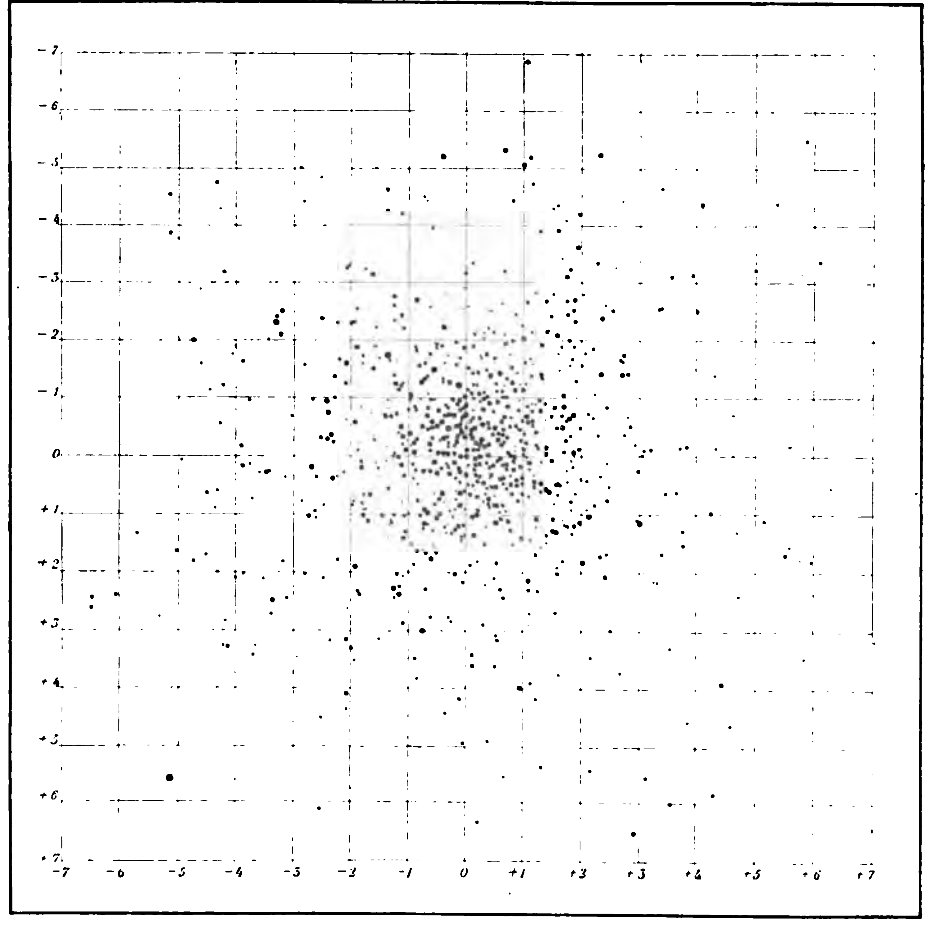


Fig. 210.

einzelnen Sterne außerordentlich viel größer sind als durchschnittlich in unserem Sternsystem, so müssen sie sich wegen ihrer leichten Auflösbarkeit noch innerhalb unseres Systems befinden und müssen Gegenden des Alls darstellen, in denen die Sterne tatsächlich außerordentlich vielmal dichter zusammenstehen als in dem zentralen Sternhaufen unseres Systems, in welchem wir uns selbst befinden.

Gerade diese Schlußfolgerung ist geeignet, in Verbindung mit der un-

faßbaren Zahl der Sterne, in uns Vorstellungen von der Menge der im Weltall vorhandenen Materie zu erwecken. Ist der Raum unendlich, wie wir doch annehmen müssen, so ist auch die Menge der Materie, die in ihm vorhanden ist, unendlich groß. Da aber unendlich ein für den Menschen unvorstellbarer Begriff ist, so stehen wir diesen Tatsachen völlig verständnislos gegenüber. Nur durch den Vergleich mit Bekanntem und in Dimensionen direkt Faßbarem können wir zu einem gewissen Verständnisse gelangen. So könnnen wir zahlenmäßige Daten über die Mengen von Materie in einem für uns faßbar großen Raume gewinnen, und wenn wir hierbei zu ganz außerordentlich gewaltigen Mengen gelangen, die für uns unvorstellbar werden, so kommen wir durch den Vergleich mit dem Raume umgekehrt zu einem geradezu trostlosen Eindruck von der Öde des Weltalls, von der verschwindenden Unbedeutendheit der Materie, an die unser Sein untrennbar gebunden ist. Derartige Berechnungen liefern natürlich nur ganz rohe Näherungen an die Wahrheit, sie führen uns aber zu Vorstellungen, die ohne dieselben nicht zu gewinnen sind.

Wir wollen hierbei von Bekanntem und leicht Vorstellbarem ausgehen. 1 ^{kg} Wasser ist jedem sowohl dem Raume, 1 Liter, als auch dem Gewichte nach bekannt. Wenn wir hiervon auf das Tausendfache übergehen, so ist den meisten Menschen auch noch hierfür Verständnis gegeben: 1 ^{cbm} Wasser wiegt 1000 ^{kg}. Einen Kubikkilometer kann man sich noch ganz gut vorstellen, daß derselbe aber bereits 1 Billion Kilogramm wiegt, ist schon ein direkt nicht mehr faßbarer Zahlenbegriff. Unsere Erde enthält rund 1 Billion Kubikkilometer und wiegt bereits $5^1/_2$ Quadrillionen Kilogramm; die Sonne aber ist 350000mal schwerer und wiegt rund 2 Quintillionen Kilogramm. Nun ist unsere Sonne ein verhältnismäßig kleiner Fixstern; man wird nicht zu weit gehen, wenn man annimmt, daß die Massen der übrigen Fixsterne durchschnittlich doppelt so groß sind als die Masse der Sonne. Weniger sicher läßt sich die Zahl der Fixsterne unseres Systems angeben, da bisher noch jede Vermehrung der Lichtstärke der Fernrohre auch eine Vermehrung der Zahl der sichtbaren Sterne zur Folge gehabt hat. Wir wollen sie aber willkürlich zu einer Billion annehmen und würden damit zum Schlusse kommen, daß die Gesamtmasse der Materie unseres Fixsternsystems, nach unserer Gewichtseinheit ausgedrückt, 4 Septillionen Kilogramm beträgt, eine Zahl mit 42 Nullen!

Während wir nun diesen Massenanhäufungen staunend gegenüber stehen, die Natur, die mit solchen Massen operiert, gleichsam als Verschwenderin betrachtend, wandelt sich dieses Bild in sein Gegenteil um, sobald wir die Massen mit dem Raum vergleichen.

Die Masse unseres Sonnensystems ist ursprünglich in einer Kugel vereinigt gewesen, deren Radius mindestens dem der Neptunbahn entsprochen hat. Dieser Halbmesser beträgt 4467 Millionen Kilometer und der Inhalt der Kugel 373000 Quadrillionen Kubikkilometer, also kommt 1 Kilogramm Materie auf 0,187 Kubikkilometer, oder noch weiter reduziert: Die allge-

meine Dichtigkeit des Sonnensystems entspricht derjenigen eines luftleeren Würfels von 57 Meter Seitenlänge, in welchem ein Gramm Materie verteilt ist. Das ist über alle Maßen wenig, wie man sofort erkennt, wenn man bedenkt, daß die Luft, welche ein solcher Würfel bei normalem Barometerstande enthalten kann, 230000 Kilogramm wiegt. Unsere Luft ist also 230 Millionen mal dichter als die mittlere Dichtigkeit des Sonnensystems. Und diese letztere ist wieder groß im Verhältnis zu derjenigen des Fixsternsystems; die Öde desselben ist eine noch viel grauenvollere. Die Entfernung des nächsten Fixsterns von uns ist um mindestens das 200000fache größer als die von der Erde zur Sonne, und durchschnittlich sind die sogenannten äußeren Sterne noch zehnmal weiter von uns abgelegen, während die entferntesten vielleicht noch 100 bis 1000 mal weiter liegen. Machen wir die gewiß nicht übertriebene Annahme, alle Sterne unseres Fixsternsystems seien durchschnittlich so weit von einander entfernt, wie der nächste Stern von uns, und ihre Massen seien, wie schon angegeben, etwa doppelt so groß als die der Sonne, so würden die einzelnen Fixsterne innerhalb von fast leeren Kugeln liegen, deren Radius 3500 mal größer ist, als der für unser Sonnensystem angenommene Radius. Die Gesamtmasse eines jeden Fixsterns ist also zu verteilen auf eine derartige, 3500 mal größere Kugel, d. h. auf einen 3500^3 mal größeren Inhalt, das ist 43000 Millionen mal. Im gleichen Verhältnis ist also die mittlere Dichtigkeit des Fixsternsystems geringer als diejenige des Sonnensystems oder weiterhin 230 Millionen mal 43000 Millionen oder 10 Trillionen mal dünner als unsere Atmosphäre an der Erdoberfläche.

Wir brauchen aber hierbei nicht stehen zu bleiben. Wir waren zu der Ansicht gelangt, daß unser ganzes Fixsternsystem ein Spiralnebel sei, vergleichbar den zahlreichen, durch die Himmelsphotographie erkannten Spiralnebeln, daß letztere also selbständige Fixsternsysteme darstellen. Machen wir nun die im einzelnen jedenfalls nicht richtige, im Durchschnitt aber wohl berechtigte Annahme, daß diese Fixsternsysteme alle von gleicher Größe seien, so lassen sich aus dem scheinbaren Durchmesser, welchen diese Gebilde besitzen, ihre Entfernungen berechnen. Danach würde der Andromedanebel von 3^0 Durchmesser um etwa 20 Fixsternsystemdurchmesser von uns entfernt sein, der zweitgrößte Spiralnebel in den Jagdhunden von 10′ Durchmesser etwa 300 mal, die anderen noch weiter. Nimmt man hiernach im Mittel etwa 100 an, so wären die zu den Fixsternsystemen gehörenden Räume also 100^3 = 1 Million mal größer als der Raum, den sie tatsächlich erfüllen (letzteren natürlich auch als Kugel gerechnet), und damit würden wir zu dem Schlußresultat kommen, daß die mittlere Dichtigkeit des unseren Sinnen zugänglichen Weltalls rund 10 Quadrillionen mal geringer ist als die Dichtigkeit unserer Atmosphäre.

Um auch hier einigermaßen zu einer Vorstellung gelangen zu können, wollen wir einen mit Luft gefüllten Würfel von 1^{km} Seitenlänge, also 1^{cbkm} Luft betrachten. Derselbe wiegt 1300000000^{kg}. Mit Luft von der

durchschnittlichen Dichtigkeit der Materie im Weltall erfüllt, wiegt er aber nur den 10000 Millionsten Teil eines Milligramms! Den vereinzelten, nach unseren Begriffen gewaltigen Massen der Himmelskörper gegenüber ein Nichts. Das denkbar kleinste materielle Teilchen ist ein Atom; der Durchmesser eines Wasserstoffatoms berechnet sich zu ungefähr 0,2 Millionstel Millimeter und sein Gewicht zu 1,6 Quadrillionstel Gramm. In dem Kubikkilometer wären also nur noch 160000 Millionen Atome enthalten, in einem Kubikmeter nur noch 160 Atome. Auf je 5 Liter käme nur noch ein Atom.

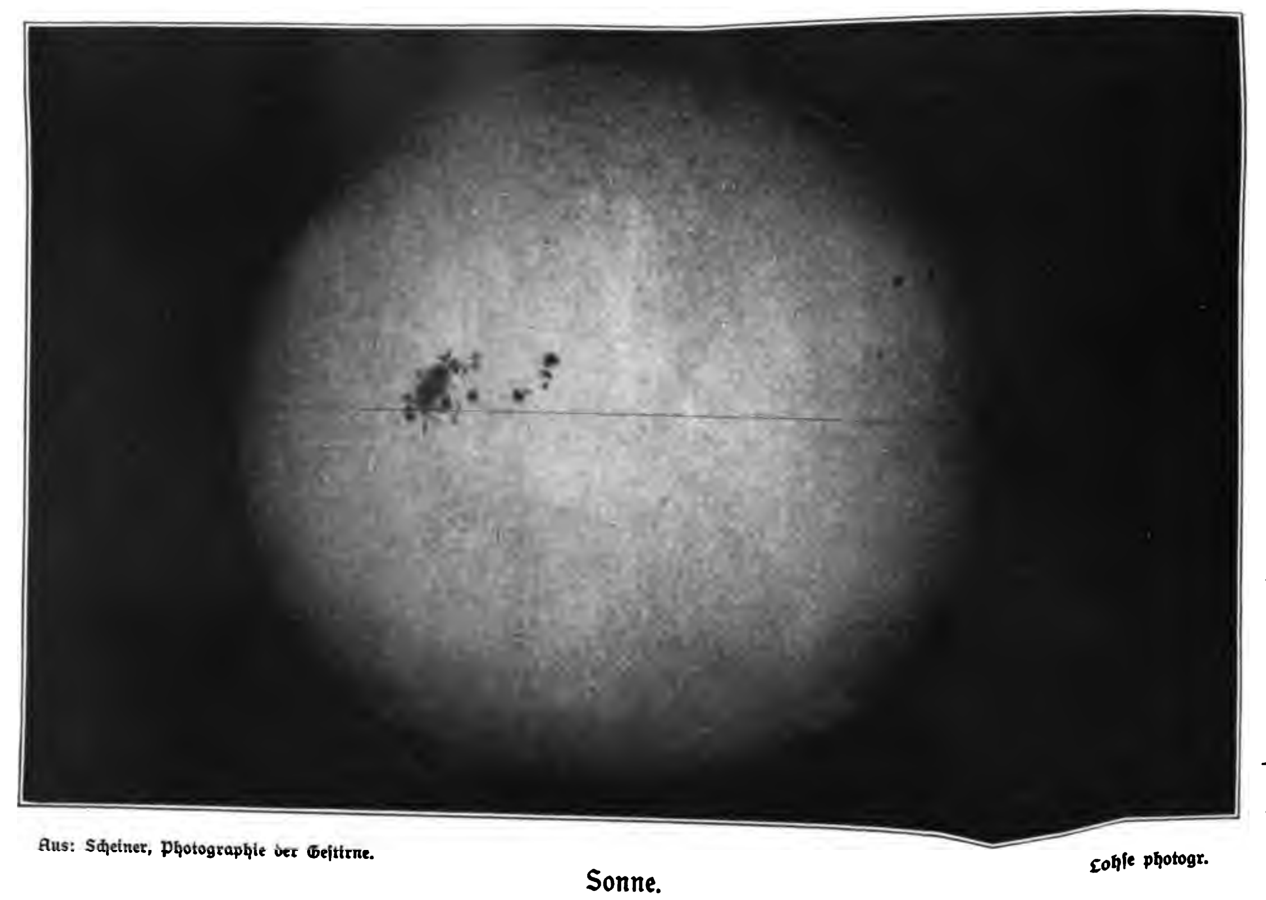
Und wenn dieses Resultat auch um das Hundert- oder Tausendfache unrichtig wäre, das würde nichts an dem Schlusse ändern, daß die Materie, an die wir in jeder Beziehung gebunden sind, und die uns in den unbegreiflichsten Anhäufungen im Weltall entgegentritt, im Verhältnis zu unserem Raumbegriffe verschwindend gering ist.

Sachregister.

Berichtigung.

Seite 203, Fig. 85. Die obere Fläche muß mit l statt mit b bezeichnet sein.

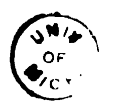
Tafel I.

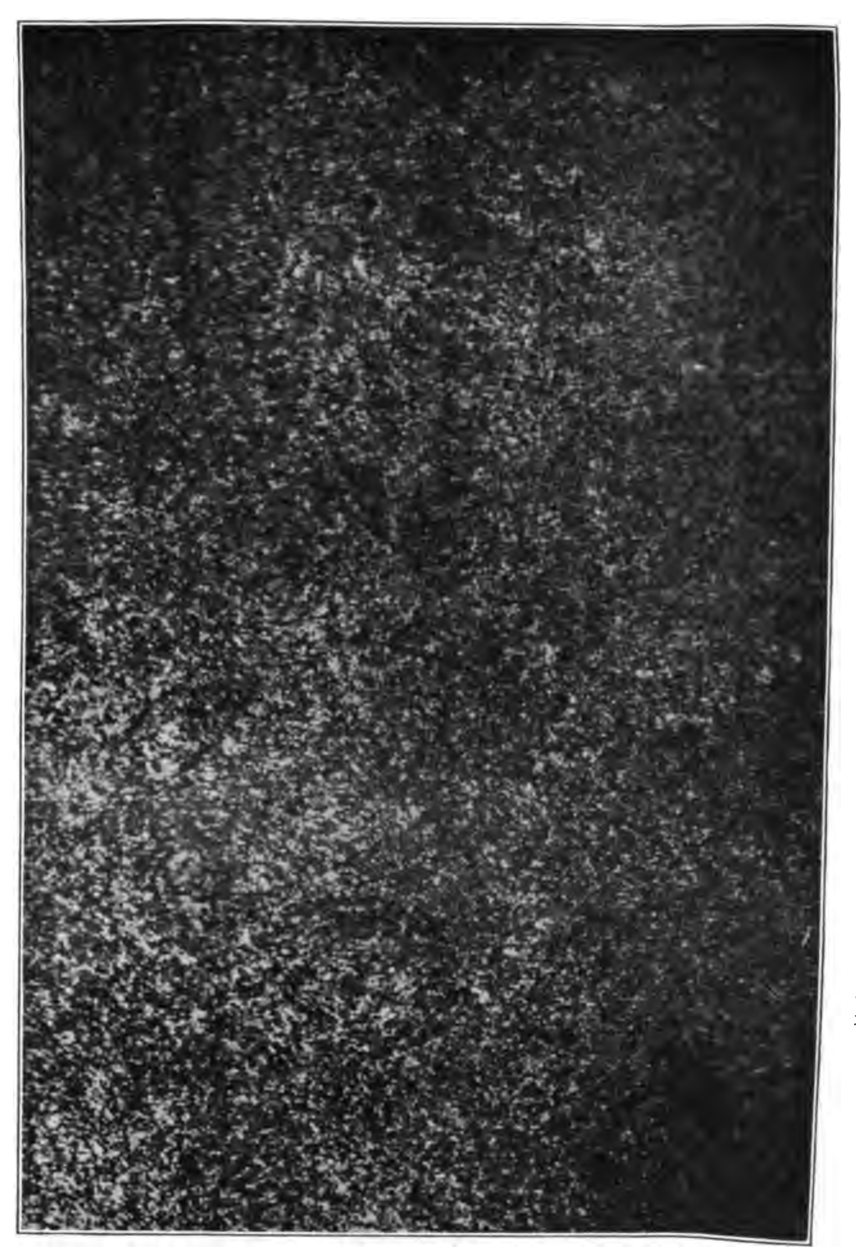


Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne.

Lohse photogr.

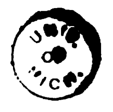
Sonne.



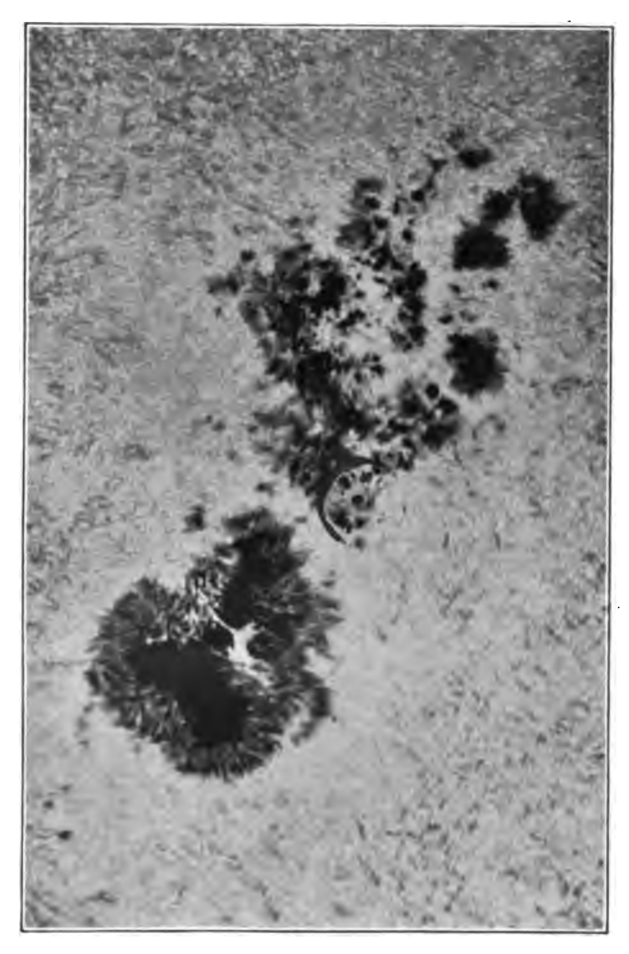


Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne. Janssen photogr.

Sonnengranulation.

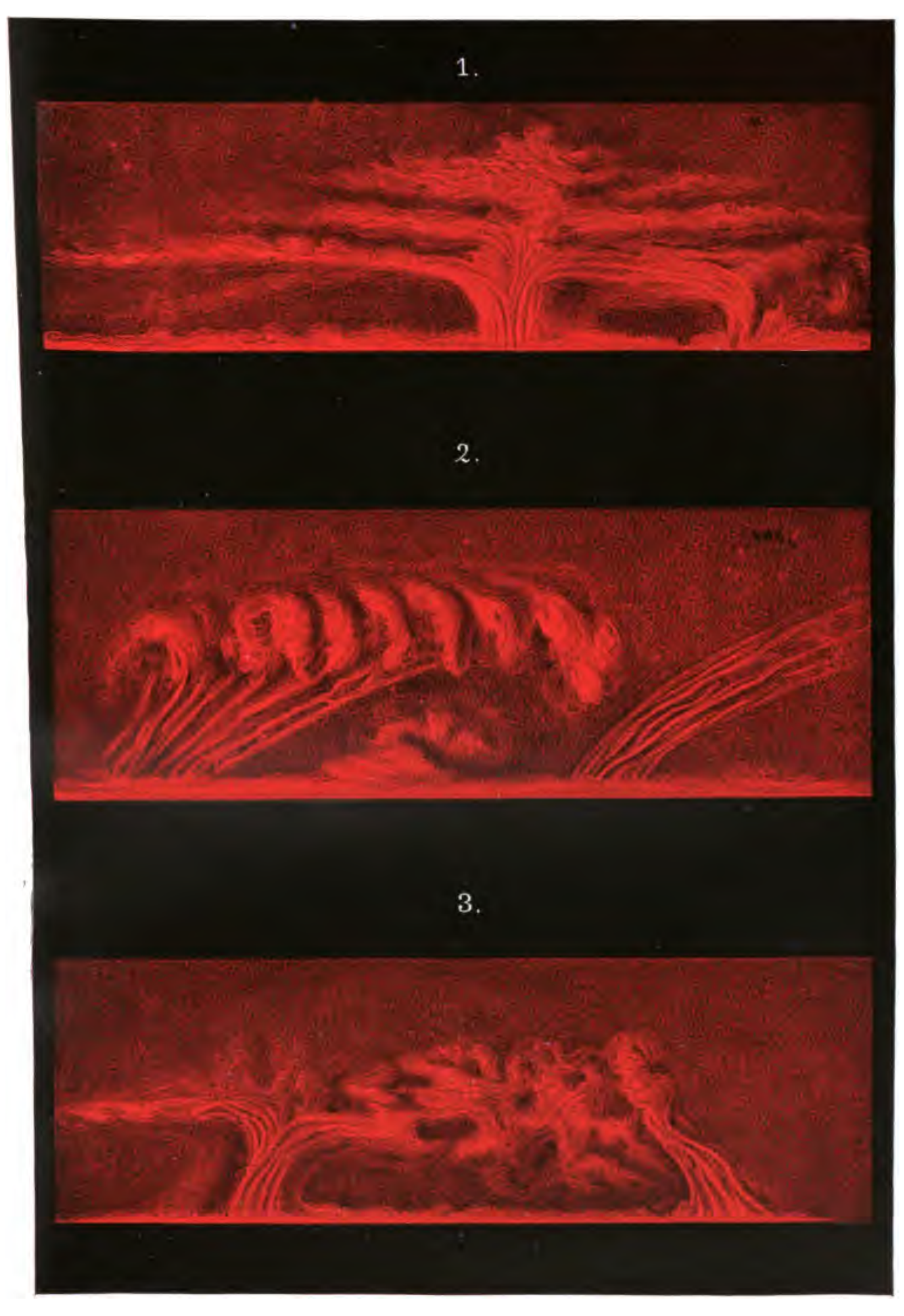


Tafel III.



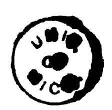
Janssen photogr.

Sonnenfleck.



Secchi del.

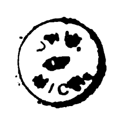
Sonnenprotuberanzen nach Secchi.





Secchi del.

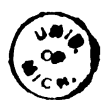
Sonnenprotuberanzen nach Secchi.



Tafel VI.



Scheiner, Astrophysik.


UNIV. OF MICH.

Tafel VII.



Hale photogr.

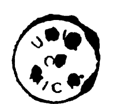
Sonnenprotuberanz 1895, März 24.





Hale photogr.

Sonnenprotuberanz 1895, März 24.

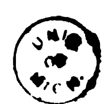


Tafel IX.



Schorr photogr.

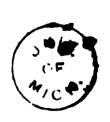
Sonnenkorona 1905 Aug. 30.

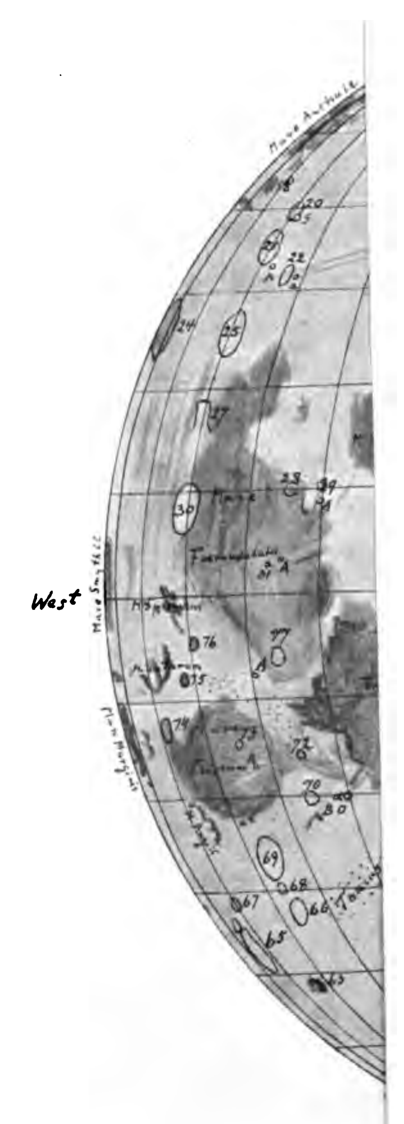




Frost photogr.

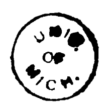
Sonnenkorona.







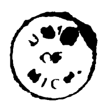
Scheiner, Astrophysik.

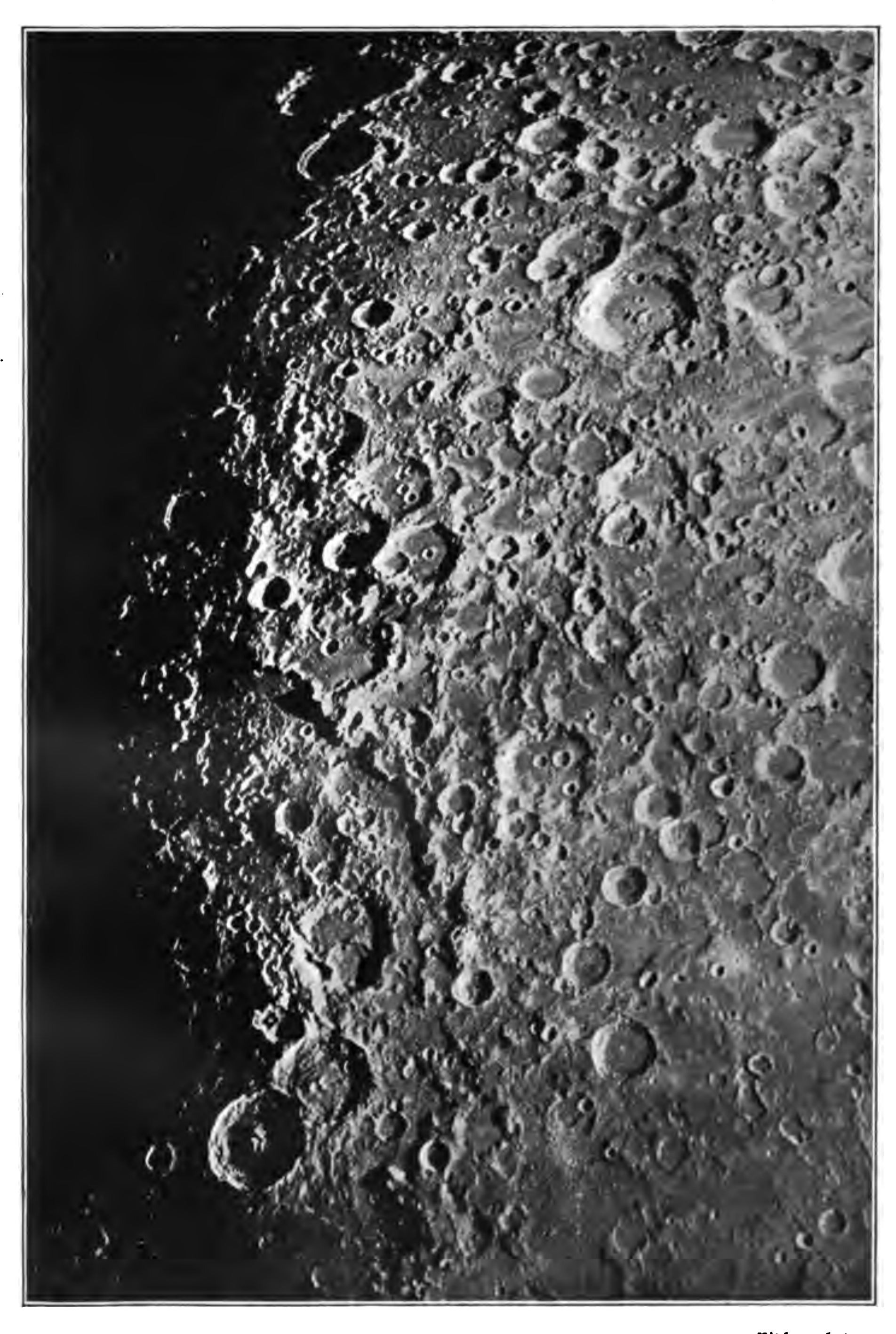




Keeler photogr.

Mond.





Ritchey photogr.

Mondkrater.



Scheiner del.

Juli 1. — Juli 22

Juni [illegible] — Juli 4

Juni 26. — Juli 3

Juni 24. — Juli 2.

Komet 1881 (Gould).

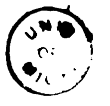


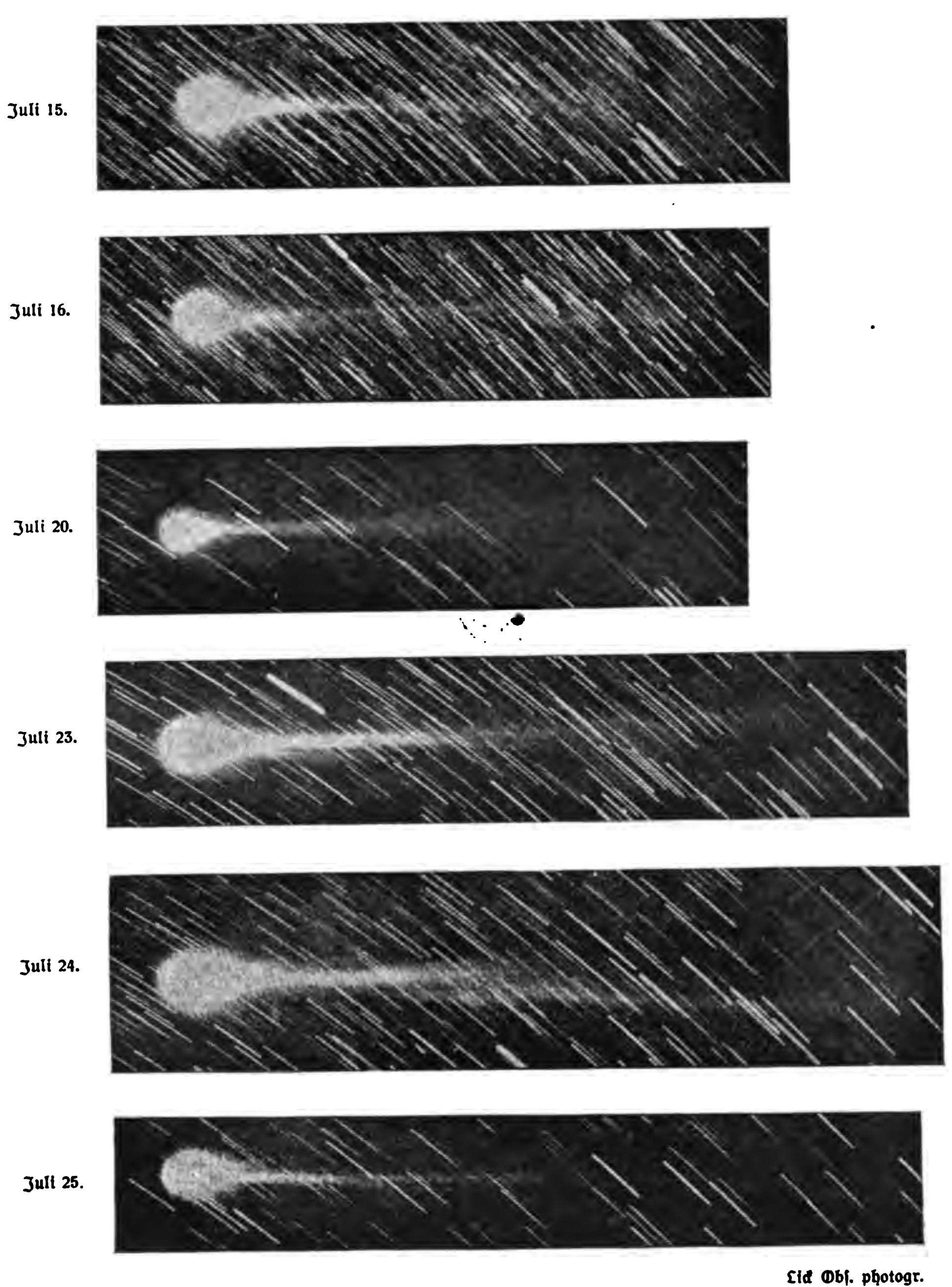


Hussey photogr.

Komet 1893, Juli 13.







Lick Obs. photogr.

Komet 1903 (Borelly).





Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne. Gill photogr.

Nebel um η Argus.





Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne. Scheiner photogr.

Orionnebel.





Orionnebel.

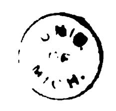
Ritchey photogr.

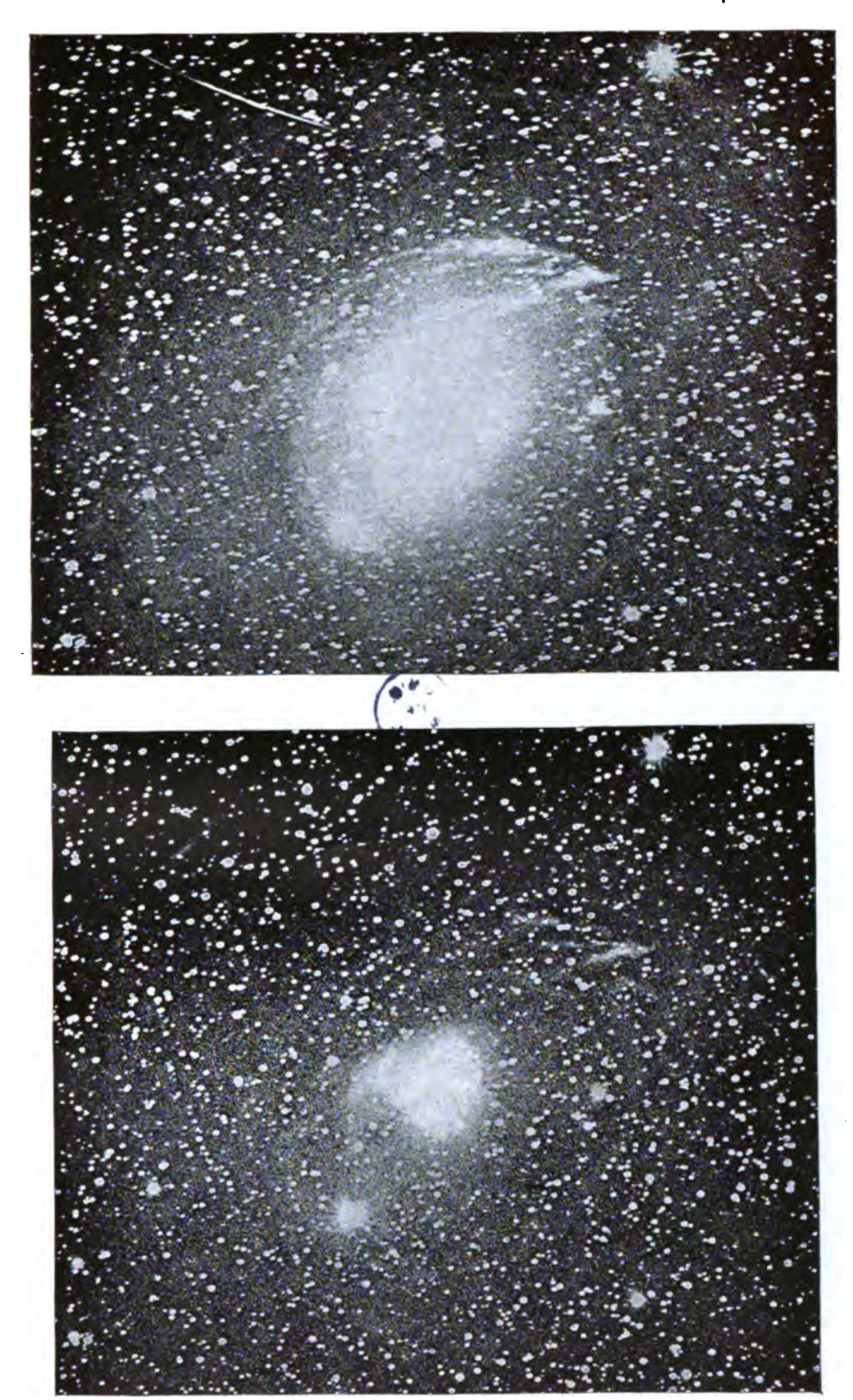
Tafel XX.



Ritchey photogr.

Plejadennebel.

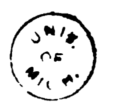




Lick Observ. photogr.

Nebel um Nova Persei.

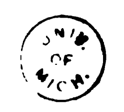
1901, Nov. 12,13 und 1902, Jan. 31, Febr. 2.





Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne. Barnard photogr.

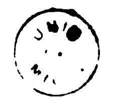
Milchstraße.


UNIV.
OF
MICH.



Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne. Barnard photogr.

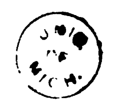
Milchstraße.





Wolf photogr.

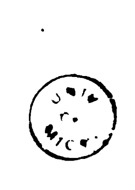
Nebel im Fuhrmann.





Milchstraße.

Barnard photogr.





Ritchey photogr.

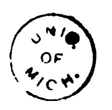
Andromedanebel.





Ritchey photogr.

Spiralnebel in den Jagdhunden.


UNIV.
OF
MICH.



Ritchey photogr.

Der große Sternhaufen im Hercules.





Aus: Scheiner, Photographie der Gestirne. Gill photogr.

Sternhaufen ω Centauri.